



L'exploration du ciel gamma

Jürgen Knödlseider

► To cite this version:

Jürgen Knödlseider. L'exploration du ciel gamma. Astrophysique [astro-ph]. Université Paul Sabatier - Toulouse III, 2008. tel-00271387

HAL Id: tel-00271387

<https://theses.hal.science/tel-00271387>

Submitted on 8 Apr 2008

HAL is a multi-disciplinary open access archive for the deposit and dissemination of scientific research documents, whether they are published or not. The documents may come from teaching and research institutions in France or abroad, or from public or private research centers.

L'archive ouverte pluridisciplinaire **HAL**, est destinée au dépôt et à la diffusion de documents scientifiques de niveau recherche, publiés ou non, émanant des établissements d'enseignement et de recherche français ou étrangers, des laboratoires publics ou privés.

L'exploration du ciel gamma

Jürgen Knödlseeder

Habilitation à Diriger des Recherches

Table des matières

1	INTRODUCTION.....	1
2	LE CIEL RADIOACTIF.....	9
2.1	À LA RECHERCHE DE L'ORIGINE DE L'ISOTOPE ^{26}Al	9
2.2	LA PREMIÈRE CARTOGRAPHIE DU CIEL À 1,809 MeV	11
2.3	LA DISTRIBUTION GALACTIQUE DE L' ^{26}Al	17
2.4	LA NUCLÉOSYNTÈSE DE L' ^{26}Al PAR LES ÉTOILES MASSIVES DU CYGNE	20
2.5	DYNAMIQUE ET CINÉMATIQUE DU RADIOISOTOPE ^{26}Al	22
2.6	À LA RECHERCHE DES RAIES DU ^{60}Fe	24
3	L'ANTIMATIÈRE DANS NOTRE GALAXIE.....	29
3.1	DÉCOUVERTE DES POSITRONS ET RAYONS COSMIQUES	29
3.2	LA DÉCOUVERTE DE L'ANNIHILATION GALACTIQUE	30
3.3	À LA RECHERCHE DE L'ORIGINE DES POSITRONS GALACTIQUES AVEC SPI	34
3.4	LE MILIEU D'ANNIHILATION DES POSITRONS	41
4	L'AVENIR DE L'ASTRONOMIE GAMMA	43
4.1	À LA RECHERCHE DE L'ORIGINE DU RAYONNEMENT COSMIQUE.....	43
4.2	L'ASTRONOMIE GAMMA APRÈS <i>INTEGRAL</i>	45
5	BIBLIOGRAPHIE.....	49

1 Introduction

L'exploration du ciel gamma a failli commencer dans les années 1910, avec la découverte d'une « radiation de haute altitude » par Hess (1911, 1912) et Kolhörster (1913, 1914) lors de plusieurs vols ballons. Ce rayonnement s'avérait extrêmement pénétrant, amenant Millikan (1926) à conclure qu'il s'agissait des rayons gamma de haute énergie, d'environ 10 – 30 MeV, qui étaient produits lors des transmutations nucléaires dans l'espace. Aujourd'hui nous savons que c'était une fausse alerte, et que l'heure de naissance de l'astronomie gamma était encore bien loin. En utilisant un compteur Geiger en coïncidence, Bothe et Kolhörster ont pu en effet démontrer en 1929 la nature corpusculaire des rayons cosmiques. Même si l'idée a mis du temps à faire sa place (comme illustre la dispute scientifique entre Millikan et Compton sur la nature des rayons cosmiques dans les années 1930), il est devenu de plus en plus clair que la terre était baignée dans un rayonnement de particules chargées ayant des énergies gigantesques.

D'une manière insoupçonnée, la nature galactique des rayons cosmiques fut découverte par leur émission radio. En 1933, Jansky observa un signal radio qui variait avec la période d'une journée sidérale, concluant qu'il s'agissait d'une émission en provenance de la voie lactée. Intrigué par ces observations, Reber construisit un télescope radio dans son propre jardin, puis établit les premières cartes radio du ciel qui suggéraient une corrélation de l'émission avec la structure de notre galaxie (Reber 1944). Kiepenheuer proposa en 1950 les électrons du rayonnement cosmique, circulant dans le champ magnétique interstellaire, comme source de cette émission, un phénomène qui est plus connu aujourd'hui sous le nom de *rayonnement synchrotron*. Ainsi, les observations radio ont permis d'établir l'origine galactique du rayonnement cosmique, réconfortant l'hypothèse de Fermi (1949) selon laquelle ce rayonnement est accéléré dans l'espace interstellaire par des champs magnétiques.

Il fut rapidement clair que le rayonnement cosmique devait laisser d'autres signatures dans le spectre électromagnétique, en particulier à haute énergie, dans le domaine des photons gamma. Feenberg et Primakoff (1948) examinèrent les pertes d'énergie du rayonnement cosmique lors de sa propagation dans le milieu interstellaire, concluant que les électrons primaires subissent des pertes importantes

par *effet Compton inverse*, produisant ainsi des photons gamma de haute énergie. Hayakawa (1952) prédit la production de photons gamma dû à la décroissance des pions neutres (π^0), produits lors des interactions des protons du rayonnement cosmique avec les noyaux du milieu interstellaire. Et Hutchinson (1952) considéra l'émission *bremsstrahlung* due à freinage des électrons du rayonnement cosmique dans le milieu interstellaire.

Inspiré par ces travaux, Morrison publia en 1958 son papier séminal sur le potentiel de l'astronomie gamma, en proposant pour la première fois des estimations sur les flux attendus. En plus des effets du rayonnement cosmique mentionné ci-dessus, Morrison évoqua l'émission gamma dans les sursauts solaires, l'émission de raies spectrales lors de la désexcitation des noyaux atomiques, et la possibilité d'observer une raie spectrale à 511 keV provenant de l'annihilation des électrons avec leurs anti-particules, les positrons. Cependant, il s'avéra rapidement que les estimations de Morrison furent beaucoup trop optimistes, et les premières tentatives d'observation du rayonnement gamma céleste, motivées par les prédictions de Morrison, restaient infructueuses. En 1967, presque dix ans après la publication de Morrison, Fazio déclara : « *Up until now, no photons of energy greater than 100 keV originating from beyond the solar system have definitely been detected.* ».

Entre temps, Burbidge et al. (1957) mirent en place leur théorie sur la nucléosynthèse des éléments dans les étoiles, et en particulier, lors de leurs explosions en supernova. Clayton et Craddock (1965) remarquèrent alors que la décroissance des isotopes radioactifs produits lors des supernovae pourrait être observable dans le domaine gamma, pourvu que la demi-vie de l'isotope soit suffisamment longue pour qu'il puisse s'échapper des régions denses et opaques de sa formation. Chaque isotope se distinguera par des raies spectrales bien caractéristiques, liées à sa structure nucléaire.

Rapidement, toute une liste de radioisotopes fut proposée pour le diagnostic de la nucléosynthèse dans des sites divers. Lors des explosions des supernovae, Clayton et al. (1969) prévirent l'émission des raies du ^{56}Ni à 0,812 et 0,748 MeV et du ^{56}Co à 0,84 et 1,25 MeV. Compte tenu des courtes durées de vies des isotopes (respectivement 6,1 et 77 jours) l'émission de ces raies devrait persister seulement plusieurs mois après l'explosion. Ensuite, c'est la raie à 1,156 MeV, émise lors de la décroissance de l'isotope ^{44}Ti avec une demi-vie de 63 ans, qui deviendra le seul témoin de la création récente de nouveaux éléments, permettant l'étude de la

nucléosynthèse dans des restes de supernovae, plusieurs centaines d'années après l'explosion. Pour souligner le potentiel des observations gamma, Clayton et al. (1969) notèrent que « *the scientific importance of a positive measurement would be analogous with and comparable to the importance of the successful detection of neutrinos from the Sun.* ».

Les novae, un autre site de nucléosynthèse explosive, furent proposées en 1974 par Clayton et Hoyle comme possibles sources de raies gamma. Plusieurs isotopes d'une durée de vie de quelques minutes (^{13}N , ^{14}O , ^{15}O), synthétisés lors de l'explosion, devraient produire un bref sursaut à 511 keV, due à l'annihilation des positrons émis lors de la décroissance. De plus, Clayton et Hoyle prédirent une raie gamma à 1,274 MeV, émise lors de la décroissance du ^{22}Na qui a une demi-vie de 2,6 ans. Cette raie devrait être observable pour des novae individuelles proches, mais la demi-vie excédant largement la durée entre deux novae galactiques (estimée à quelques jours à l'époque), une émission diffuse en provenance des régions centrales devrait également être mesurable.

Le phénomène d'accumulation est encore plus important pour des radioisotopes de longue durée de vie, comme l' ^{26}Al (demi-vie de 720 000 ans) et le ^{60}Fe (demi-vie de 1 500 000 ans), prédits respectivement comme sources gamma par Ramaty et Lingenfelter (1977) et Arnett (1977) et par Clayton (1971). Supposés d'être produits lors des explosions d'étoiles massives, plusieurs dizaines de milliers d'objets individuels contribueraient à l'émission galactique. Ramaty et Lingenfelter (1977) notèrent aussi l'impact de la demi-vie du radioisotope sur la largeur de la raie gamma observée. Tandis que les isotopes de courte demi-vie, comme le ^{56}Co et le ^{44}Ti , garderaient leurs vitesses d'éjection de quelques milliers de kilomètres par seconde lors de leur décroissance, les isotopes qui ont une longue demi-vie, comme l' ^{26}Al et le ^{60}Fe , ralentiraient avant leur décroissance, et porteraient plutôt l'empreinte cinématique du milieu interstellaire dans lequel ils se sont thermalisés. Ils prédirent alors une largeur d'environ ~ 3 keV pour la raie à 1,809 MeV de l' ^{26}Al et pour celles du ^{60}Fe à 1,173 et 1,332 MeV.

À la fin des années 1960, les promesses de l'astronomie gamma furent alors doubles. D'un côté, on espérait observer l'effet des particules primaires du rayonnement cosmique, et en particulier, de trouver leurs sites d'accélération. D'un autre côté, on voulait étudier la nucléosynthèse et chercher des traces de l'antimatière à travers de leurs signatures spectrales spécifiques. Pour la première tâche, on misait plutôt sur des observations à haute énergie, au-delà de ~ 50 MeV, un domaine où la

présence de protons de haute énergie se manifeste par l'émission caractéristique de la décroissance des pions neutres (π^0). Pour la deuxième tâche, on préconisa des observations basses énergies, dans la bande des transitions nucléaires entre ~ 100 keV et 10 MeV qui inclut aussi l'émission caractéristique de l'annihilation électron-positron à 511 keV.

Les premiers rayons gamma célestes furent détectés à basse énergie, entre 200 – 500 keV, lors d'un vol ballon stratosphérique. Peterson et Winckler (1958) observèrent un bref sursaut de 18 secondes dans le taux de comptage de leur détecteur, qui coïncidait avec un sursaut solaire, observé simultanément en ondes radio. Les premiers photons gamma mesurés par les astronomes provinrent alors d'un sursaut solaire.

Quelques années plus tard, des détecteurs de photons de basse énergie (100 keV – 1 MeV) sur les sondes lunaires Ranger 3 et Ranger 5 mirent en évidence une émission gamma diffuse (Arnold et al. 1962 ; Mezger et al. 1964), considérée aujourd'hui comme le fond du rayonnement cosmique.

L'exploration du ciel gamma à haute énergie commença avec le lancement des satellites *Explorer XI* (en 1961) et *OSO-3* (en 1968). Tandis qu'*Explorer XI* détecta 22 photons au-delà de 50 MeV (Kraushaar & Clark 1962), *OSO-3* réussit à en compter 621 (Clark et al. 1968). La distribution spatiale des photons sur la voûte céleste indiquait clairement deux composantes d'émission : une première, fortement concentrée vers le plan galactique, et une deuxième, plus moue, distribuée d'une manière isotrope (Kraushaar et al. 1972). Tandis que la première composante a été attribuée à la décroissance des pions neutres, créés par interaction du rayonnement cosmique avec le milieu interstellaire, la deuxième a été attribuée à une origine extragalactique.

L'exploration du ciel progressa aussi à basse énergie, avec l'observation de l'émission gamma en provenance de la nébuleuse du Crabe (Haymes et al. 1968a), de son pulsar (Fishman et al. 1969a, 1969b ; Hillier et al. 1970), et de Cyg X-1 (Haymes et al. 1968b). Cependant, ces observations montraient plutôt des extensions des spectres X durs des sources connues auparavant, et l'énergie des photons mesurés ne dépassait guère ~ 500 keV. Les années 1970 ont aussi vu les premières indications d'une émission à très haute énergie de la nébuleuse du Crabe et de son pulsar, observées grâce à l'émission Cerenkov des gerbes atmosphériques créées par l'interaction des photons gamma avec les molécules de la haute atmosphère

(Grindlay 1971, 1972 ; Fazio et al. 1972). Cependant, c'est seulement à la fin des années 1980 que ces détections furent confirmées sans équivoque (Weekes et al. 1989) et que l'astronomie gamma des très hautes énergies allait prendre son essor.

Il fallait attendre les années 1970 pour observer la première raie gamma. Durant un vol ballon en 1970, Johnson et al. (1972) notaient une raie spectrale autour de 473 ± 30 keV en provenance du centre galactique. La nature de cette raie a donné lieu à maintes spéculations (Fishman & Clayton 1972 ; Kozlovsky & Ramaty 1974 ; Ramaty et al. 1973 ; Guthrie & Tademaru 1973 ; Leventhal 1973). L'observation de la raie fut confirmée lors d'un second vol ballon (Johnson & Haymes 1973), mais il fallait attendre l'utilisation d'un détecteur en germanium, avec sa bonne résolution spectrale, pour déterminer son origine. Lors d'un vol ballon en 1977, Leventhal et al. (1978) ont mesuré l'énergie de la raie précisément à $510,7 \pm 0,5$ keV. Ils trouvèrent également une indication sur la présence du continuum de positronium dans leurs observations, ce qui montra sans équivoque que la raie observée provint de l'annihilation électron-positron.

À la même époque, Chupp et al. (1973) observèrent pour la première fois des raies spectrales dans l'émission gamma d'une éruption solaire, à l'aide d'un détecteur embarqué sur le satellite *OSO-7*. Ils identifièrent clairement quatre raies spectrales : la raie de l'annihilation électron-positron à 0,5 MeV, la raie émise lors de la capture de neutrons par des protons à 2,2 MeV, et deux raies à 4,4 et 6,1 MeV attribuées à la désexcitation des noyaux ^{12}C et ^{16}O excités par des collisions. L'observation démontra clairement l'accélération de protons et d'ions lourds lors de l'éruption, ce qui reste jusqu'à ce jour le seul site d'accélération hadronique confirmé dans l'univers.

L'annonce de la découverte des sursauts gamma fut communiquée aussi en 1973. En cherchant l'émission gamma prompte des supernovae dans les données des satellites *Vela*, mis en orbite par les Etats-Unis pour la surveillance du moratoire des essais nucléaires atmosphériques, Klebesadel et al. (1973) trouvèrent 16 sursauts dans la bande 0,2 – 1,5 MeV d'une durée comprise entre $<0,1$ et ~ 30 secondes. Cependant, la position céleste des sursauts ne correspondait ni aux positions des supernovae observées, ni à celle de la terre ou du soleil. Il fallait attendre encore 25 ans avant que l'observation d'une supernova en coïncidence avec un sursaut gamma (Galama et al. 1998 ; Hjorth et al. 2003) releva enfin leur lien avec les explosions d'étoiles massives

(au moins pour les sursauts longs), confirmant ainsi l'hypothèse émise par Klebesadel et al. (1973) dans leur publication de découverte des sursauts.

Le domaine de l'astronomie gamma fit un véritable bond en avant, avec la mise en orbite de *SAS-2* en 1972 et de *COS-B* en 1975, deux satellites dédiés à l'exploration du ciel gamma des hautes énergies. *SAS-2* arrêta prématurément sa mission après ~7 mois, suite à une panne dans son système d'alimentation, tandis que *COS-B* scruta le ciel durant presque 7 ans. En conséquence, *SAS-2* enregistra seulement ~8 000 photons gamma céleste, tandis que *COS-B* en récoltera ~200 000. *SAS-2* confirma l'existence de l'émission diffuse galactique, découverte par *OSO-3*, et dévoila sa corrélation avec la structure spirale de notre galaxie (Fichtel et al. 1975). *SAS-2* détecta aussi les premières sources ponctuelles d'émission gamma dans la région du Crabe et de la Vela. En particulier, la mise en évidence de l'émission pulsée du pulsar du Crabe permit l'identification sans équivoque de cette source (Kniffen et al. 1974). *COS-B* effectua une cartographie détaillée de l'émission diffuse galactique (Mayer-Hasselwander et al. 1982), permettant pour la première fois une estimation indépendante de la masse galactique de l'hydrogène moléculaire (Lebrun et al. 1983). Cependant, la découverte la plus inattendue fut la mise en évidence de 25 sources ponctuelles (Swanenburg et al. 1981), et en particulier, la première observation de l'émission gamma d'une source extragalactique, le quasar 3C 273 (Swanenburg et al. 1978). Seulement 4 des 25 sources ont pu être identifiées avec des objets connus, et même si une partie des sources a pu être attribuée plus tard à des concentrations localisées du gaz moléculaire (Mayer-Hasselwander & Simpson 1990), la nature des sources gamma non-identifiées reste jusqu'à nos jours un des problèmes les plus importants dans ce domaine (voir par exemple Reimer 2005).

Une autre étape importante fut franchie dans les années 1980 dans le domaine des basses énergies, avec les premières détections de raies gamma provenant de la décroissance d'isotopes radioactifs. En 1984, Mahoney et al. observèrent avec le satellite *HEAO 3* le signal d'une raie gamma à 1809 keV en provenance du centre galactique. Grâce à la bonne résolution spectrale de leur détecteur en germanium, Mahoney et al. (1984) mesurèrent l'énergie de la raie à $1808,5 \pm 0,4$ keV, ce qui permit de l'attribuer sans équivoque à la décroissance radioactive de l'isotope ^{26}Al dans le milieu interstellaire. En supposant que la distribution galactique de l'émission à 1809 keV suit celle des rayons gamma de haute énergie, Mahoney et al. (1984) estimèrent la masse globale d' ^{26}Al dans notre galaxie à environ 3 masses solaires, une valeur qui reste encore valide aujourd'hui (Knödlseeder 1999 ; Diehl et al. 2006a).

La deuxième découverte significative fut l'observation de raies gamma en provenance de la supernova SN 1987A, explosion d'une étoile massive d'environ 15 masses solaires dans le Grand Nuage de Magellan. Selon les modèles, la principale source d'énergie des restes de supernovae jeunes serait la décroissance radioactive du ^{56}Co , isotope qui est créé en abondance lors de l'explosion. Le satellite *SMM* a pu confirmer cette hypothèse sans équivoque, en mesurant pour la première fois les raies gamma émises lors de cette décroissance (Matz et al. 1988). Les observations continues de *SMM* permirent aussi la mesure de la courbe de lumière des raies, dévoilant ainsi le mélange assez inattendu de cet isotope avec les couches extérieures de l'enveloppe (Leising & Share 1990). SN 1987A fut aussi observée lors de nombreux vols en ballon stratosphériques, et l'utilisation des détecteurs en germanium permit la mesure des profils des raies (Mahoney et al. 1988 ; Rester et al. 1989 ; Teegarden et al. 1989 ; Tueller et al. 1990). Tandis que toutes les observations indiquèrent des raies élargies, correspondant à des vitesses d'éjection de quelques milliers de kilomètres par seconde, la mesure de décalages spectraux fut controversée.

Finalement, les derniers domaines inexplorés du spectre gamma furent dévoilés progressivement dans les années 1980. Dans la bande des moyennes énergies, aux alentours du MeV, des vols en ballons mirent en évidence la présence d'une émission galactique continue (Mandrour et al. 1980 ; O'Neill et al. 1983 ; Lavigne et al. 1986), dont le spectre fut mesuré avec grande précision pour la première fois par le satellite *SMM* (Harris et al. 1990). Mise à part les raies à 511 keV et à 1809 keV, *SMM* ne détecta aucune raie spectrale en provenance de la galaxie, réfutant alors les annonces de plusieurs détections lors de vol ballons (voir références dans Cherry et al. 1980). Dans la bande des très hautes énergies, Weekes résuma en 1988 la détection de 13 sources ; cependant seulement une des 13 sources, la nébuleuse du Crabe, fut à l'époque acceptée unanimement comme détection fiable, tandis que la réalité des 12 autres sources fut vivement discutée.

À la fin des années 1980, après environ 30 années d'observations, l'exploration du ciel gamma avait alors commencé, produisant des résultats dans l'intégralité de la bande spectrale, de quelques centaines de keV à quelques TeV. L'astronomie gamma a tenu sa promesse initiale, en dévoilant le rayonnement cosmique à travers son interaction avec le milieu interstellaire, et en mettant en évidence les processus de nucléosynthèse et de l'annihilation de l'antimatière. Forts de ces premiers acquis, la NASA décida alors de consacrer son deuxième grand observatoire aux rayons

gamma (le premier étant le télescope spatiale Hubble qui observe dans le domaine visible), et lança le 19 avril 1991 le *Compton Gamma-Ray Observatory* (CGRO). CGRO, muni de quatre instruments, couvrit le domaine entre 30 keV et 30 GeV, permettant une exploration simultanée d'une large partie du spectre gamma. Le télescope français SIGMA, lancé à bord de l'observatoire russe *GRANAT* le 1er décembre 1989, compléta CGRO par des observations à basse énergie, entre 35 keV et 1,3 MeV, permettant pour la première fois une imagerie fine dans la région de transition entre émissions X-durs et gamma mous.

C'est à cette époque que je fis mes premiers pas dans le domaine de l'astronomie gamma, en intégrant en 1990 l'équipe de Volker Schönfelder au MPE à Garching, en pleine préparation du lancement de CGRO. Le MPE était PI de l'instrument COMPTEL sur CGRO, un télescope Compton qui couvrait la bande d'énergie entre 750 keV et 30 MeV, un domaine qui était encore peu exploré. Avec son grand champ de vue, COMPTEL allait effectuer la première observation du ciel entier, explorant ainsi des régions qui n'avaient jamais étudiées avant.

2 Le ciel radioactif

2.1 À la recherche de l'origine de l'isotope ^{26}Al

La découverte de la raie gamma à 1,809 MeV par *HEAO 3* (Mahoney et al. 1982, 1984), attribuée à la décroissance radioactive de l'isotope ^{26}Al dans le milieu interstellaire, fut une aubaine pour l'astrophysique nucléaire. Si son existence fût prédite sur la base de calculs théoriques de la nucléosynthèse (Arnett 1969), son flux se révéla plus élevé que prévu, posant un nouveau mystère dans le domaine de l'astronomie gamma. En particulier, les supernovae, considérées initialement comme possibles sources de l' ^{26}Al galactique (Ramaty & Lingenfelter 1977), étaient loin de faire le compte (Clayton 1984).

À part les supernovae, d'autres sources potentielles de l' ^{26}Al furent discutées dans la littérature depuis la fin des années 1970, et ceci grâce à une autre découverte, faite dans les laboratoires terrestres. Dans leur analyse d'anomalies isotopiques dans la météorite d'Allende, Lee et al. (1977) trouvèrent des indications convaincantes sur l'existence de l' ^{26}Al dans le système solaire naissant. Cet isotope était connu des physiciens depuis une vingtaine d'années (Simonton et al. 1954), et déjà en 1955, Urey avait proposé sa décroissance radioactive comme source de chaleur importante lors de la formation du système solaire. Au vue de sa courte durée de vie en comparaison à l'âge de la Galaxie (un million d'années comparées à treize milliards d'années), la présence de l' ^{26}Al pouvait seulement s'expliquer par un événement nucléosynthétique qui avait eu lieu quelques millions d'années précédant la formation du système solaire. Il n'était pas exclu que cet événement ait même déclenché la formation du système solaire (Cameron & Truran 1977).

De nombreux groupes entreprirent alors des calculs de nucléosynthèse théoriques afin d'examiner les possibles processus et sites de synthèse de l' ^{26}Al . Lors de l'explosion des étoiles massives en supernovae, tous les types de combustions explosives ont été proposés pour former de l' ^{26}Al : combustion du carbone (Arnett 1969), combustion du silicium (Schramm 1971), combustion de l'hélium (Chance & Harris 1978), combustion de l'hydrogène (Arnould et al. 1980) et la combustion du néon (Woosley & Weaver 1980). Un autre site de nucléosynthèse explosive propice à la production de l' ^{26}Al fut identifié par Clayton et Hoyle (1976) avec les novae, et les premiers calculs de la combustion explosive de l'hydrogène dans ces événements montrèrent leur potentiel à expliquer les anomalies isotopiques (Arnould et al. 1980).

Arnett et Wefel (1978) remarquèrent que la nucléosynthèse lors de la combustion hydrostatique du carbone en couche était un autre site propice à la formation de ^{26}Al , et Dearborn et Blake (1984) suggérèrent la production de ^{26}Al durant le cycle CNO des étoiles hypermassives, et son éjection lors de la phase Wolf-Rayet par des forts vents stellaires. Finalement, Nørgaard (1980) proposa la synthèse de ^{26}Al lors des pulsations thermiques des géantes rouges, dans leur phase AGB, et son éjection dans le milieu interstellaire par des vents stellaires.

Lorsque la raie à 1,809 MeV fut découverte en 1984, les sources potentielles d' ^{26}Al ne manquaient pas. Cependant, il manquaient des estimations théoriques fiables de la quantité d'isotopes produits afin d'établir l'origine de ^{26}Al . Leising et Clayton (1985) proposèrent alors de poursuivre une autre piste, celle des observations. Ils notèrent les premiers que « ... *only the angular distribution of this radiation can lead to the identity of its source.* ». En particulier, ils calculèrent les profils spatiaux de l'émission sous plusieurs hypothèses sur l'origine de ^{26}Al , et suggérèrent que les novae, qui donneraient une émission principalement dans le bulbe galactique, devraient facilement se distinguer des supernovae, qui montreraient un profil en longitude plus plat. Dans la même logique, Prantzos et Cassé (1986) prédirent des profils pour les étoiles Wolf-Rayet comme sources d' ^{26}Al , et notèrent que leur distinction des novae pourra s'avérer difficile. Prantzos (1991, 1993) proposa alors l'empreinte des bras spiraux galactiques sur l'émission 1,809 MeV comme la signature la plus distinctive entre la production de ^{26}Al par une population jeune (supernovae ou étoiles Wolf-Rayet) ou par une population vieille (novae ou étoiles AGB).

Cependant, les observations dans les années 1980 ne permettaient guère de contraindre la distribution spatiale de l'émission. La détection la plus significative de la raie fut effectuée par SMM (Share et al. 1985), mais son grand champ de vue d'environ 130° (FWHM) permit seulement la localisation du maximum de l'émission vers le centre galactique. Des vols ballons donnaient (comme souvent) des résultats contradictoires : MacCallum et al. (1987) et Teegarden et al. (1991) trouvèrent des indications d'une émission étendue, tandis que l'imagerie du centre galactique avec le télescope Compton du MPE indiqua une source ponctuelle (von Ballmoos et al. 1987 ; Varendorff & Schönfelder 1992). Une deuxième analyse des données SMM, utilisant l'occultation terrestre du ciel pour effectivement limiter le champ de vue à 22° , indiqua aussi une distribution étendue de l'émission 1,809 MeV (Purcell 1989).

L'incapacité de réconcilier les observations entre elles et la difficulté de reproduire le flux observé par des modèles théoriques a conduit à la proposition de modèles plus exotiques pour l'origine de l' ^{26}Al . Morfill et Hartquist (1985) proposèrent l'immersion du système solaire dans une superbulle, créée par l'explosion d'environ 100 supernovae durant les dernières quatre millions d'années, qui enrichirent le milieu local avec de l' ^{26}Al . Un scénario similaire fut aussi développé par Blake et Dearborn (1989), qui prédirent également la distribution spatiale de l'émission 1,809 MeV attendue. Hillebrandt et al. (1987) suggérèrent l'explosion d'une étoile d'environ 5×10^5 masse solaires au centre de notre Galaxie pour expliquer l'observation d'une source ponctuelle par von Ballmoos et al. (1987). Et von Ballmoos (1991) proposa d'utiliser la distribution du gaz chaud, tracé par les rayons X durs, pour modéliser la distribution galactique de la nucléosynthèse récente.

Au début des années 1990 tous les espoirs furent alors tournés vers l'observatoire *CGRO* qui effectua la première cartographie du ciel entier de la raie à 1,809 MeV.

2.2 La première cartographie du ciel à 1,809 MeV

Rapidement après le lancement de *CGRO*, les premières observations du télescope COMPTEL ont dévoilé la nature étendue de l'émission à 1,809 MeV. En comparant la distribution observée de l'émission 1,809 MeV avec des prédictions théoriques, Diehl et al. (1993a) ont pu exclure l'hypothèse d'une seule source ponctuelle au centre galactique. Notre analyse fut basée sur une simple comparaison « on-off » des données du centre galactique avec celles obtenues lors des observations à haute latitude galactique. Les observations haute latitude servaient alors à la prédiction du niveau de bruit de fond instrumental, pour permettre l'extraction du faible signal céleste des données enregistrées. Cependant, l'approche fut trop simpliste pour effectuer une cartographie détaillée de l'émission ; il fallait d'abord s'affranchir du bruit de fond complexe dans l'instrument et de parvenir à sa modélisation (Knödlseider 1994 ; Knödlseider et al. 1996a).

Les premières cartes des régions centrales de notre Galaxie furent publiées par Diehl et al. (1993b, 1994). Nous remarquèrent deux caractéristiques de l'émission 1,809 MeV (voir figure 1). Premièrement, elle se montrait étendue le long du plan galactique, couvrant l'intervalle en longitudes galactiques entre -55° et $+35^\circ$.

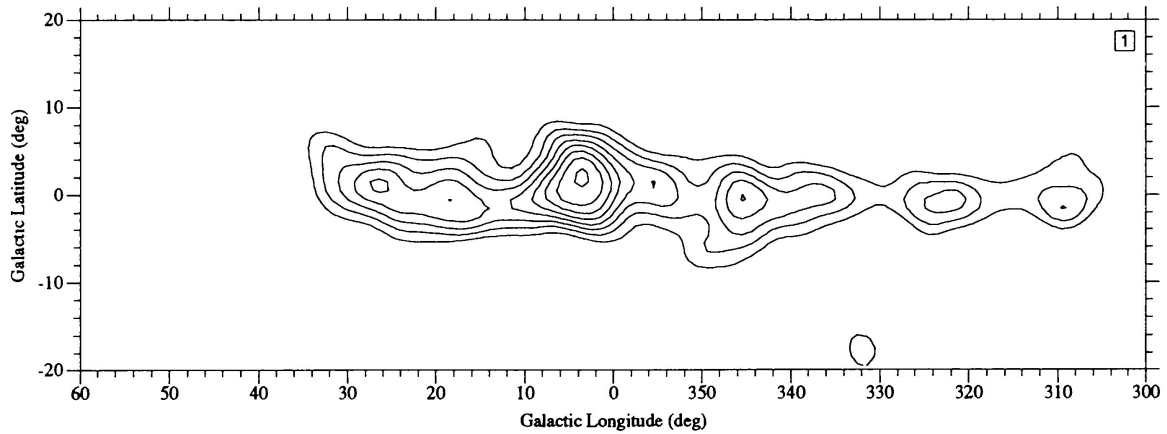


Figure 1 : Première carte des régions centrales de notre galaxie à 1,809 MeV (Diehl et al. 1994).

Deuxièmement, elle semblait irrégulière, présentant des variations d'intensité au-delà de 50% le long du plan. En particulier, un maximum d'émission fut visible vers le centre galactique ; cependant son barycentre était significativement décalé du centre galactique. Diehl et al. (1994) notaient aussi une bonne corrélation entre l'émission 1,809 MeV et la distribution locale des étoiles Wolf-Rayet, suggérant les étoiles massives et leurs supernovae comme sources principales de ^{26}Al galactique. Ils interprétaient la morphologie structurée de l'émission comme possible indication d'une contribution locale, créée par l'éjection de ^{26}Al par quelques événements de nucléosynthèse proche. Un tel scénario réduisait la masse de ^{26}Al en dessous des 1 – 3 masses solaires suggérées par des modèles d'origine galactique. Cependant, il plaçait la terre dans un environnement de nucléosynthèse particulièrement actif dans les derniers millions d'années.

La Galaxie entière à 1,809 MeV fut dévoilée lors de mon travail de diplôme (Knödlseider 1994) en accumulant les données COMPTEL des deux premières années d'observation (voir figure 2).¹ L'image qui se présentait alors à nous montrait une émission concentrée dans le plan galactique, située principalement à des latitudes galactiques inférieures à $\sim 5^\circ$. La carte était composée de plusieurs régions d'émissions étendues, séparées par des zones dépourvues d'une émission mesurable. La plupart de l'émission provenait d'une région asymétrique située autour du centre galactique, s'étendant de -60° jusqu'à $+35^\circ$ en longitudes galactiques. En plus, plusieurs régions d'émissions localisées se montrèrent pour la première fois, notamment la région du Cygne (longitudes galactiques $\sim 75^\circ - 95^\circ$), la région de Vela

¹ Une carte basée sur les données COMPTEL de la première année d'observation fut publiée par Diehl et al. (1995).

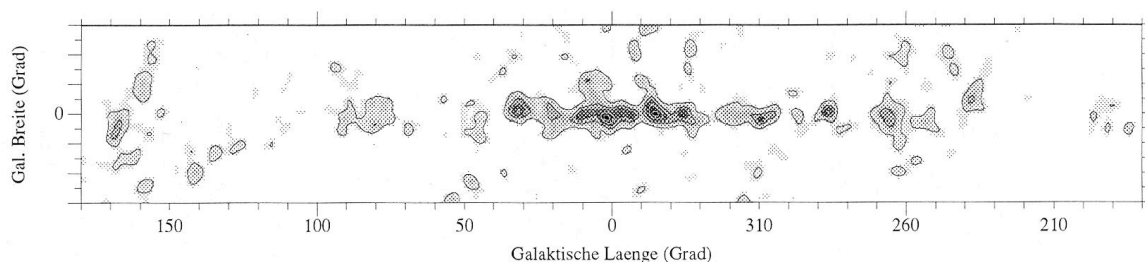


Figure 2 : Première carte de notre galaxie à 1,809 MeV (Knödlseider 1994).

(longitudes galactiques autour de 266°) et de la Carène (longitudes galactiques autour de 287°).

Déjà dans les premières cartes du centre galactique (Diehl et al. 1993b, 1994) nous remarquons avec surprise la morphologie structurée de l'émission. Cette impression fut encore renforcée par l'image obtenue de la Galaxie entière. En vue des implications sur une possible origine locale de l'émission à 1,809 MeV, nous avons entrepris alors des études afin d'estimer la significativité des structures observées. À l'aide de simulations Monte-Carlo, nous découvrons qu'une grande partie des structures pouvaient être attribuées à des fluctuations statistiques des données, et que la morphologie de l'émission 1,809 MeV était aussi compatible avec une distribution spatiale plus lisse (Knödlseider 1994 ; Knödlseider et al. 1996a).

Pour comprendre ceci il suffit de comparer quelques chiffres. Le nombre total d'événements à 1,809 MeV enregistrés par COMPTEL durant les premières deux années d'observation fut 843 000. Parmi ces événements, seuls 30 927 ont pu être attribués à des photons de la raie à 1,809 MeV, le reste provenant du bruit de fond instrumental et éventuellement d'une émission continue galactique et extragalactique. Le rapport signal-sur-bruit s'élève alors à environ 4%, la significativité totale du signal correspond à environ 33 sigma. Ce signal peut être distribué sur 121 pixels en exigeant une significativité dans chaque pixel de 3 sigma, correspondant à une incertitude statistique de l'intensité de $\sim 33\%$. En exigeant des fluctuations statistiques dans l'image inférieures à 10%, correspondant à une significativité de 10 sigma par pixel, le nombre de pixels contraints par les données s'élève seulement à 11. Par contre, la taille du pixel dans la carte galactique étant de $1^\circ \times 1^\circ$, leur nombre est de 21 600. Même si on considérait des pixels de $4^\circ \times 4^\circ$, équivalents à la résolution angulaire de COMPTEL, leur nombre de 1 350 restera bien supérieur au nombre de pixels contraints par les données. Il n'est donc pas surprenant que les structures dans les images de l'émission 1,809 MeV soient

dominées par les variations statistiques des données, car de facto l'intensité dans des pixels individuels est peu contrainte.

Dans le but d'éliminer les fluctuations statistiques des images, j'ai développé durant ma thèse un nouvel algorithme de déconvolution basé sur une décomposition multi-échelle des données à l'aide d'ondelettes (Knödlseider 1997). Mon idée était de limiter le nombre de pixels dans l'image au strict minimum afin de faire émerger uniquement les structures d'émission requises par les données. Le signal n'étant pas distribué d'une manière uniforme sur le ciel, la taille des pixels dut alors s'adapter d'une manière automatique au niveau de signal présent dans les données : des pixels plus petits pour les régions centrales de la galaxie et des pixels plus grands à haute latitude galactique est dans l'anticentre.

Entre temps, Oberlack et al. (1996) avaient continué à accumuler les données COMPTEL pour présenter pour la première fois une carte du ciel entier à 1,809 MeV. Cette carte confirma la concentration de l'émission 1,809 MeV sur le plan galactique et ne révéla aucun signal au delà d'environ $\sim 30^\circ$ latitudes galactiques. Peu après, Oberlack (1997) prépara une base de données de 5 ans d'observations du ciel par COMPTEL qui sera longtemps la base pour maintes études de l'émission 1,809 MeV. J'ai appliqué alors mon algorithme multi-échelle, dénommé MREM, à ces données pour établir les structures significatives de l'émission 1,809 MeV (Knödlseider et al. 1999a).

La figure 3 montre une comparaison des cartes obtenues avec l'algorithme standard de maximum d'entropie (image du haut) et l'algorithme MREM (image du bas). Visiblement, la plupart des structures d'émission le long du plan galactique avaient disparu avec MREM. Les données COMPTEL étaient alors également compatibles avec un profil d'émission relativement lisse, concentré sur $\pm 3.5^\circ$ autour du plan galactique, et s'étendant de $\pm 100^\circ$ en longitudes galactiques. La plupart de l'émission fut concentré dans un intervalle en longitude galactique d'environ $\pm 45^\circ$. Les seules structures significatives le long du plan galactique étaient l'émission localisée dans la région du Cygne, centrée sur $\sim 80^\circ$ en longitude galactique, et deux maxima d'émissions aux alentours des longitudes $\sim 317^\circ$ et $\sim 332^\circ$. Un faible signal était aussi détecté de la région de Persée, situé dans le plan galactique à $\sim 160^\circ$ en longitude.

L'application de l'algorithme MREM à la base de données finale de COMPTEL, couvrant 9 ans d'observations, ne changera pas cette image (Plüschke et

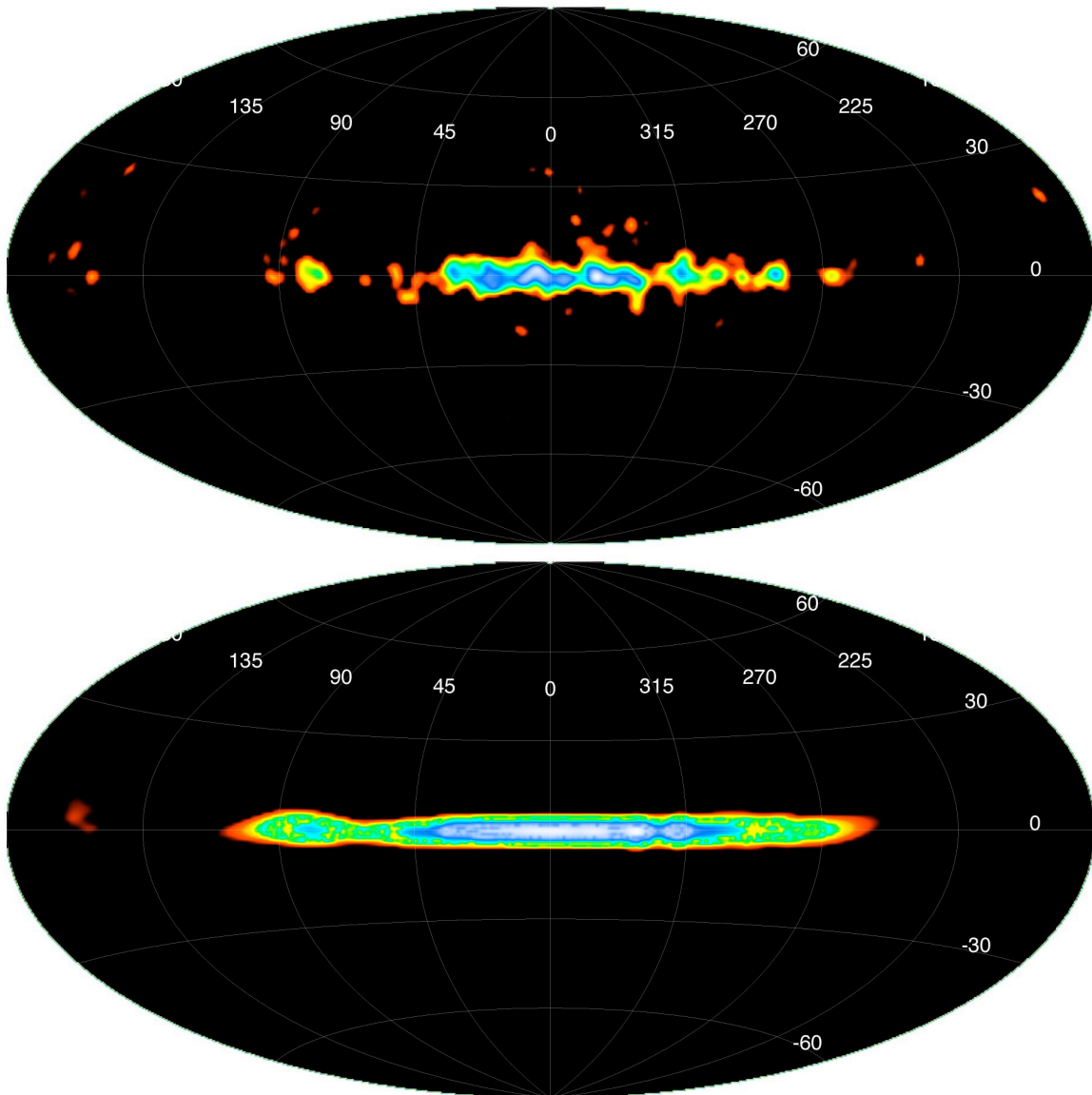


Figure 3 : Cartes du ciel à 1,809 MeV selon la méthode de maximum d'entropie (en haut) et la méthode de reconstruction multi-échelle MREM (en bas), basées sur cinq ans d'observations COMPTEL (adapté de Knödlseder et al. 1999a)

al. 2001b). COMPTEL établira alors clairement l'étendue de l'émission 1,809 MeV le long du plan galactique et l'existence d'une émission localisée dans la région du Cygne. Cependant, la plupart des structures visibles dans les cartes de maximum d'entropie s'avéraient être des artefacts, et la possibilité d'une origine locale de l'émission 1,809 MeV, proposé par Diehl et al. (1994, 1995), était écarté.

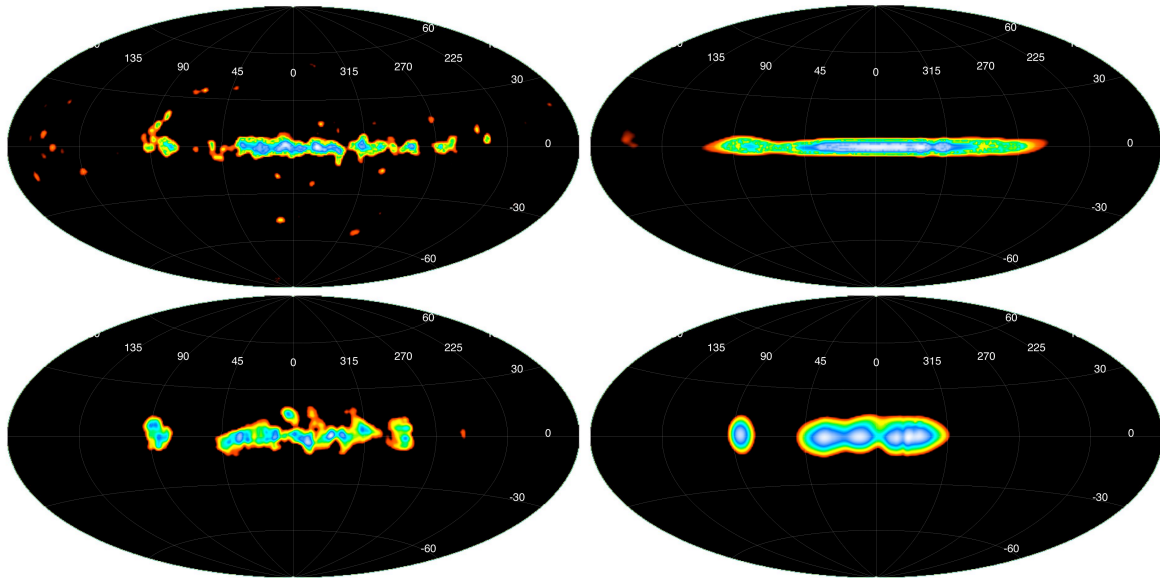


Figure 4 : Comparaison des cartes du ciel à 1,809 MeV obtenues par le télescope COMPTEL (images en haut) et le télescope SPI (images en bas ; Knödlseider et al. 2006). Les images de gauche ont été réalisées avec l'algorithme Richardson-Lucy, celles de droite avec l'algorithme MREM.

Depuis octobre 2002, le satellite *INTEGRAL* de l'agence spatiale européenne permet la poursuite des études de l'émission galactique à 1,809 MeV. *INTEGRAL* est muni du spectro-imageur SPI permettant à la fois l'imagerie et la spectroscopie à haute résolution (environ 3,2 keV à 1,809 MeV) en utilisant une caméra composée de 19 détecteurs en germanium refroidis (Vedrenne et al. 2003). Les premières images à 1,809 MeV obtenues avec SPI suite à deux années d'observations du ciel sont présentées en figure 4 (Knödlseider et al. 2006) et comparées à celles qui furent obtenues avec COMPTEL. Les images de gauche ont été obtenues avec l'algorithme de Richardson-Lucy, celles de droite avec l'algorithme MREM. J'ai considérablement amélioré l'algorithme MREM pour l'adaptation aux données SPI, afin de tenir compte des larges variations d'exposition dans les observations. En même temps, l'algorithme permet désormais l'ajustement des paramètres du modèle de bruit de fond lors de la déconvolution des données SPI, afin de minimiser les incertitudes systématiques dans les images (Knödlseider et al. 2006).

Les observations SPI confirment la présence de l'émission 1,809 MeV le long du plan galactique et dans la région du Cygne. L'émission dans les cartes Richardson-Lucy semble assez structurée, mais la comparaison des cartes COMPTEL et SPI montre que les maxima d'émission ne coïncident généralement pas. La carte MREM obtenue avec SPI suggère aussi quelques maxima d'émission, mais ces

structures disparaissent rapidement après l'augmentation du seuil de filtrage. Ainsi, les structures apparentes dans les cartes SPI semblent peu significatives.

Pour le moment, les images SPI n'ont pas pu améliorer nos connaissances sur la distribution de l' ^{26}Al dans la Galaxie. Ceci est principalement dû à l'exposition limitée obtenue à ce jour avec SPI : la significativité de l'émission 1,809 MeV détectée avec SPI après deux ans d'observations est assez comparable à celle obtenue avec COMPTEL après le même temps d'observation. COMPTEL ayant observé le ciel durant 9 ans, un temps d'observation comparable sera nécessaire avec SPI pour étudier l'émission à 1,809 MeV avec la même finesse. Mais le but principal de SPI n'était pas d'améliorer les images COMPTEL à 1,809 MeV. C'est plutôt l'ajout d'une nouvelle dimension aux observations, celle de la spectroscopie fine, qui est le principal atout de SPI. Je reviens sur ce point ultérieurement (voir section 2.5).

2.3 La distribution galactique de l' ^{26}Al

Les images du ciel à 1,809 MeV, présentées dans la section précédente, illustrent brillamment l'origine galactique de l' ^{26}Al . Cependant, l'apparition de structures artificielles rend l'interprétation des cartes difficile et la détermination de la distribution galactique de l' ^{26}Al à partir des cartes reste approximative. Pour une analyse plus quantitative des données, la méthode du maximum de vraisemblance (Fisher 1922) s'avère plus adaptée. Dans cette approche, des modèles de distributions célestes de l'émission 1,809 MeV sont comparés aux données, et leurs vraisemblances sont calculées. La comparaison des vraisemblances permet d'identifier la distribution de l' ^{26}Al la plus représentative, et de quantifier ses paramètres, comme l'étendue spatiale ou la masse globale de l' ^{26}Al dans notre galaxie.

Les premières caractérisations de l'émission 1,809 MeV par la méthode du maximum de vraisemblance ont été entreprises par Diehl et al. (1995) en utilisant la première année des données COMPTEL. Nous avons trouvé que la densité galactique de l' ^{26}Al est bien caractérisée par un disque exponentiel avec un rayon caractéristique de 3,5 kpc et une hauteur perpendiculaire au plan galactique d'environ 180 pc ; en intégrant cette distribution sur toute la galaxie nous avons déterminé la masse globale de l' ^{26}Al à environ 3 masses solaires. Suivant la proposition de Leising et Clayton (1985) d'identifier l'origine de l' ^{26}Al par sa distribution spatiale, nous avons comparé nos données aux divers modèles de

distribution des sources potentielles (supernovae, novae, étoiles Wolf-Rayet, étoiles AGB). À notre grande surprise, aucun modèle n'expliquait les données aussi satisfaisant que le disque exponentiel. Nous concluâmes alors que « *none of the classical Galaxy-wide source distributions resembles the observations. The intermittent nature of both massive-star formation and ^{26}Al line emission, each on a time scale of a few million years, probably determines to a large extent the structured appearance of the 1,809 MeV sky.* » et « *Other tracers would be required to identify giant molecular cloud complexes with recent star formation and supernova activity.* » (Diehl et al. 1995).

À la recherche d'autres traceurs, je poursuivis d'abord l'idée de Prantzos (1991, 1993), qui suggéra de chercher la signature de la structure spirale galactique dans les données afin de mesurer la synthèse de ^{26}Al par les étoiles massives. Selon ses modèles, les points tangentiels des bras spiraux devront produire des maxima locaux d'émission le long du plan galactique, et globalement, la distribution d'émission ne devra pas être symétrique par rapport au centre galactique. En utilisant les premières deux années des données COMPTEL, je trouvai en effet une faible augmentation de la vraisemblance avec des modèles galactiques de la structure spirale, et j'ai pu estimer la masse d' ^{26}Al corrélée à cette structure à environ 0,7 masses solaires (Knödlseeder et al. 1996c). Cependant, l'évidence statistique de cette corrélation fut assez faible, autour de 2 sigma, et il manquait toujours un traceur de l'émission 1,809 MeV qui pouvait nous renseigner sur l'origine de ^{26}Al .

La question se posa alors, si la distribution céleste de l'émission à 1,809 MeV était unique, ou s'il existait une émission à une autre longueur d'onde du spectre électromagnétique qui ressemblait à l'émission 1,809 MeV. Un tel traceur pourrait aider à mieux comprendre nos observations, et pourrait nous renseigner sur l'origine de ^{26}Al galactique. Durant ma thèse (Knödlseeder 1997), j'établis alors un inventaire des cartes du ciel existantes, couvrant tout le spectre électromagnétique, des ondes radio aux rayons gamma des hautes énergies. La comparaison de ces cartes avec les données de 5 ans d'observations COMPTEL du ciel entier mit à jours une corrélation étroite entre l'émission à 1,809 MeV et l'émission libre-libre, observée dans le domaine des micro-ondes à 53 GHz avec l'instrument DMR sur le satellite COBE (Bennett et al. 1992 ; voir figure 5). En particulier, la carte DMR fut la seule qui expliqua correctement le contraste d'intensités entre les émissions du radian central et de la région du Cygne, et elle fut la seule qui ne laissa aucun résidu significatif dans les données COMPTEL (Knödlseeder et al. 1999b).

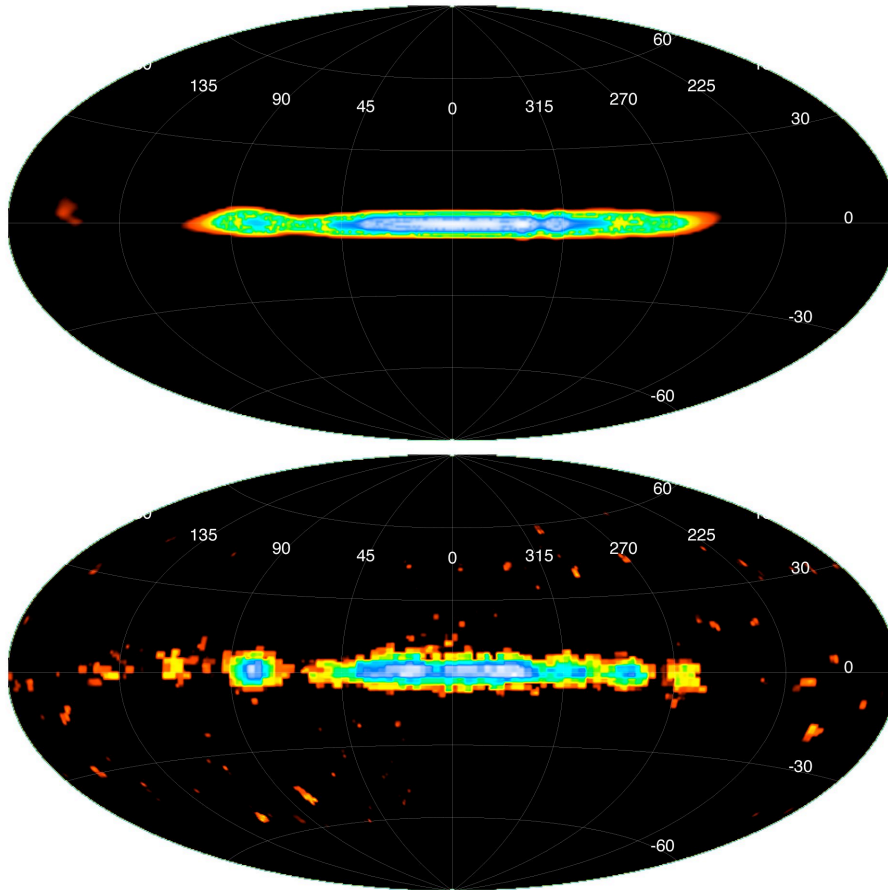


Figure 5 : Comparaison des cartes du ciel à 1,809 MeV (haut ; Knödlseider et al. 1999a) et à 53 GHz (bas ; Bennett et al. 1992). Statistiquement les deux distributions sont identiques. La corrélation peut s'expliquer si ^{26}Al est produit par des étoiles plus massives que 20 masses solaires.

La découverte de la corrélation de l'émission 1,809 MeV avec l'émission libre-libre galactique mena aussi à l'origine de ^{26}Al galactique. L'émission libre-libre émergeant du gaz ionisé galactique, son intensité est proportionnelle à la colonne de densité des étoiles massives ionisantes (cette à dire des étoiles ayant une masse initiale supérieure à 20 masses solaires). L'intensité à 1,809 MeV étant proportionnel à la colonne densité de ^{26}Al , la corrélation suggéra alors une proportionnalité entre la densité d' ^{26}Al et la densité des étoiles ionisantes. Il fut alors très probable que ces étoiles furent aussi la source principale de ^{26}Al . En particulier, les novae et les étoiles AGB ne contribuant pas significativement à l'ionisation de la galaxie, elles furent écartées comme sources importantes de ^{26}Al (Knödlseider 1999).

La corrélation permet aussi d'étalonner le taux d' ^{26}Al produit par étoile ionisante galactique. Ainsi, en moyenne, chaque étoile ionisante devra produire environ 10^{-4} masses solaire d' ^{26}Al pour expliquer les flux 1,809 MeV observés. Avec une estimation du flux ionisant global galactique, ce taux correspondait à une masse

totale d'environ 3,1 masses solaires d' ^{26}Al dans notre Galaxie. Cependant, il resta impossible de distinguer la synthèse de ^{26}Al par les explosions de supernovae de l'éjection de ^{26}Al par les vents stellaires des étoiles Wolf-Rayet car les deux sites sont liés à la population d'étoiles ionisantes (Knödseder 1999). Il fallait donc trouver une région où les sources d' ^{26}Al furent identifiables individuellement.

2.4 La nucléosynthèse de ^{26}Al par les étoiles massives du Cygne

Motivés par la découverte des émissions localisées dans les cartes 1,809 MeV de COMPTEL, nous commençâmes rapidement avec la recherche de leurs contreparties, avec l'espoir d'identifier des sources d' ^{26}Al individuelles. Oberlack et al. (1994) suggérèrent le reste de supernova de Vela comme la source de l'émission observée dans cette région (Diehl et al. 1993b). Cependant, avec l'augmentation de la base de données, les observations ne furent plus compatibles avec cette hypothèse (Diehl 2002). Knödseder et al. (1996b) proposèrent une concentration importante d'amas stellaires jeunes comme contrepartie de l'émission dans la région de Carène, cependant, le nombre d'étoiles massives connues dans cette région ne suffisaient pas pour expliquer le flux observé. Del Rio et al. (1996) estimèrent la nucléosynthèse des supernovae et des étoiles Wolf-Rayet connues dans la région du Cygne afin d'expliquer l'émission observée par COMPTEL de cette région, mais encore une fois, les flux prédits furent bien inférieurs aux flux observés. Il sembla alors que systématiquement, les objets connus ne suffisaient pas pour expliquer l'émission 1,809 MeV observée, et que l'identification de sources d' ^{26}Al individuelles fut impossible.

Un problème fondamental dans notre approche de recherche des contreparties résida dans le fait que les sources d' ^{26}Al disparaissent bien avant que la décroissance du radioisotope soit achevée : les étoiles Wolf-Rayet explosent en supernovae, et les restes de supernovae se dispersent dans le milieu interstellaire. Ainsi, il fut très probable qu'une large partie des sources d' ^{26}Al n'était plus observable aujourd'hui. D'un autre côté, nos études des régions du Cygne, de la Carène et de la Vela indiquèrent une corrélation entre les émissions localisées et des amas d'étoiles jeunes qui sont particulièrement riches en étoiles massives. La durée de vie des étoiles massives étant assez brève, l'éjection d' ^{26}Al se fait dans un amas d'étoiles sur une période assez courte et d'une manière corrélée, ce qui pourra expliquer les émissions 1,809 MeV localisées observées par COMPTEL.

Afin de vérifier cette hypothèse, nous entreprîmes la modélisation de la nucléosynthèse de l' ^{26}Al dans les amas d'étoiles. La meilleure région pour appliquer nos modèles fut la région du Cygne, car d'un côté, c'était la région dont l'émission 1,809 MeV localisée fut la plus intense et la plus distincte, et d'un autre côté, les amas d'étoiles dans cette région furent relativement proches (entre $\sim 1 - 2$ kpc) et assez bien connus. En collaboration avec Miguel Cerviño, post-doc au LATT/OMP, nous développâmes alors un modèle de synthèse d'évolution des amas d'étoiles, capable de prédire en fonction des caractéristiques de l'amas, comme l'âge, la distance, la masse et la forme de la distribution des masses initiales, l'intensité de la raie à 1,809 MeV (Cerviño et al. 2000). En même temps, le modèle prédit aussi le flux ionisant des étoiles massives, nous permettant de vérifier la validité de nos estimations grâce aux observations radio de l'émission libre-libre galactique.

Le chaînon qui manqua encore pour accomplir la modélisation fut un recensement complet des amas d'étoiles dans la région du Cygne, et la détermination de leurs caractéristiques. J'entrepris ce travail à l'aide des résultats publiés dans la littérature. Lors de ce travail, je remarquai le rougissement considérable des étoiles de l'association Cyg OB2, et la possibilité de l'existence d'un grand nombre d'étoiles massives dans cette association, caché par d'épais nuages de poussières (Reddish et al. 1966). En analysant des données infrarouges du projet 2MASS, j'ai pu en effet confirmer cette hypothèse. En dévoilant les étoiles cachées de Cyg OB2 j'ai pu mettre à jour un amas extrêmement riche en étoiles massives (Knödlseeder 2000). Cyg OB2 ressembla alors plutôt à un amas globulaire jeune, comparable aux objets connus dans d'autres galaxies. Ce fut la première fois qu'un tel amas fut mis en évidence dans notre propre galaxie.

Suite à cette découverte, et après la conclusion du recensement et de la caractérisation des amas d'étoiles dans le Cygne, nous calculâmes alors les flux gamma à 1,809 MeV et les flux libre-libre à 53 GHz de chaque amas (Knödlseeder et al. 2002). Notre modèle reproduisit assez fidèlement la corrélation observée entre l'émission à 1,809 MeV et l'émission libre-libre, et en particulier, il prédit correctement le flux radio observé par DMR de cette région. Ainsi, nous avons pu valider la complétude de notre recensement d'étoiles ionisantes. Cyg OB2 s'avéra comme la source d' ^{26}Al la plus importante dans cette région, en produisant à lui seule environ $\sim 40\%$ de l'émission 1,809 MeV intégrale de la région. Notre modèle prédit qu'environ 80% de l' ^{26}Al fut produit par des étoiles Wolf-Rayet tandis que seulement 20% fut synthétisé lors des explosions des supernovae. Cette prédiction est en accord

avec le grand nombre d'étoiles Wolf-Rayet observé dans cette région et la quasi-absence de vestiges des supernovae.

Cependant, le flux 1,809 MeV prédit de la région du Cygne est inférieur au flux observé par environ un facteur 2, suggérant une possible sous-estimation des taux de nucléosynthèse dans les étoiles massives. Possiblement, la rotation des étoiles massives, que nous avons négligée dans nos calculs, pourrait augmenter les taux d' ^{26}Al éjectés lors de la phase Wolf-Rayet, et ainsi expliquer la différence (Palacios et al. 2005). Dans ce cas, les sources principales de ^{26}Al seraient indiscutablement les étoiles Wolf-Rayet. Par contre, Limongi et Chieffi (2006) ont récemment présenté des calculs de nucléosynthèse pour les étoiles massives sans rotation, qui combinent pour la première fois l'évolution stellaire des étoiles avec leurs explosions en supernovae. D'après leurs calculs, la plupart de ^{26}Al serait produit par les étoiles avec des masses initiales en dessous de 35 masses solaires et la contribution des étoiles Wolf-Rayet serait inférieure à 30%. Cependant, il est à noter que la différence entre leur estimation et la nôtre ne tient pas autant à la différence dans les calculs théoriques de nucléosynthèse qu'à l'hypothèse émise sur la fonction de masse initiale. Tandis que nous utilisons une pente de Salpeter, cette à dire de 1,35, que nous trouvons compatible avec les spectres des masses observées (Knödlseider et al. 2002), Limongi et Chieffi (2006) suggèrent une pente beaucoup plus raide, de 1,8, pour tenir compte de la possible binarité des étoiles. L'incertitude sur la principale source d' ^{26}Al réside alors dans notre ignorance de la vraie valeur intrinsèque du spectre des masses initiales des amas d'étoiles massives.

Donc, 22 ans après la découverte de la raie à 1,809 MeV, la source exacte de ^{26}Al reste toujours incertaine. Cependant, il est clair que l'isotope est principalement produit par les étoiles massives – reste à savoir si c'est dans une phase hydrostatique lors de l'évolution des étoiles ou dans une phase explosive lors de leurs explosions.

2.5 Dynamique et cinématique du radioisotope ^{26}Al

Nous avons déjà évoqué la nouvelle dimension qu'ajoute SPI à l'étude de l'émission 1,809 MeV : la spectroscopie de la raie à très haute résolution. Avec une résolution spectrale d'environ 3,2 keV à 1,809 MeV (Vedrenne et al. 2003), SPI permet la détection d'élargissements de la raie correspondants à des vitesses Doppler de quelques 100 km s⁻¹. En même temps, les énergies centrales des raies peuvent être

déterminées avec une précision de quelques dixièmes de keV, correspondant à des vitesses radiales de quelque 10 km s^{-1} . Ainsi, SPI est en mesure de déterminer la dynamique et la cinématique de l' ^{26}Al dans le milieu interstellaire.

Lorsque la raie à 1,809 MeV fut découverte par *HEAO 3* en provenance du centre galactique, sa largeur fut compatible avec la résolution spectrale du détecteur en germanium de 3,5 keV. Mahoney et al. (1984) estimèrent la largeur intrinsèque de la raie inférieure à 3 keV, ce qui correspond à une dispersion Doppler inférieure à $\sim 500 \text{ km s}^{-1}$. Une telle limite est compatible avec l'élargissement attendu dû à la rotation différentielle galactique (environ $\sim 100 \text{ km s}^{-1}$) et dû aux mouvements turbulents du milieu interstellaire (quelque 10 km s^{-1}). Par contre, l' ^{26}Al est éjecté par les supernovae ou par les vents des étoiles Wolf-Rayet avec des vitesses de l'ordre de 1000 km s^{-1} , bien supérieures aux vitesses déduites des observations, impliquant un ralentissement de l'isotope dans le milieu interstellaire avant sa décroissance. Compte tenu de la longue durée de vie de l' ^{26}Al , un tel ralentissement n'a rien de surprenant (Ramaty & Lingenfelter 1977).

Ce qui a été surprenant c'était l'annonce de Naya et al. en 1996 de l'observation d'un élargissement de la raie 1,809 MeV lors des observations du centre galactique durant un vol ballon du télescope GRIS. Avec leur détecteur en germanium, Naya et al. (1996) mesurèrent une largeur intrinsèque de $\sim 5,4 \text{ keV}$ de la raie, correspondant à des vitesses Doppler de $\sim 540 \text{ km s}^{-1}$ pour une expansion sphérique ou, au cas d'un élargissement dû aux mouvements thermiques, correspondant à des températures de $\sim 4,5 \times 10^8 \text{ K}$. Maintenir des telles vitesses ou températures durant la durée de vie de l' ^{26}Al (environ 1 million d'années) était difficile à expliquer théoriquement. Cependant, la capture de l' ^{26}Al dans des grains interstellaires rapides, formés lors des explosions de supernovae (Chen et al. 1997), ou la réaccélération de l' ^{26}Al capturé dans des grains par des chocs de supernovae (Ellison et al. 1997 ; Sturmer & Naya 1999) pourraient en principe expliquer les observations. On attendait alors ardemment les observations de SPI pour valider les observations GRIS.

Lancé quelques mois avant *INTEGRAL*, ce fut cependant à l'observatoire solaire *RHESSI* d'être le premier à mettre en cause l'observation de GRIS. Ses détecteurs en germanium permirent de mesurer la largeur intrinsèque de la raie 1,809 MeV à $2 \pm 1 \text{ keV}$ (largeur à mi-hauteur), la meilleure précision atteint jusqu'ici (Smith 2003). Nous confirmâmes rapidement ce résultat avec SPI (Diehl et al. 2003) et

déduisîmes une limite supérieure de 2,8 keV (largeur à mi-hauteur) pour la largeur intrinsèque de la raie (Diehl et al. 2006b). Il fut alors clair que la raie 1,809 MeV en provenance du centre galactique ne fut pas élargie outre mesure.

En étudiant le profil de la raie en fonction de la longitude galactique, nous réussîmes même à mettre en évidence la signature de la rotation galactique différentielle (Diehl et al. 2006a). Le centroïde de la raie mesuré aux longitudes négatives se révélait décalé d'environ +0,4 keV par rapport à son énergie nominale de 1808,65 keV, tandis que le centroïde de la raie mesuré aux longitudes positives se trouva décalé d'environ -0,2 keV. Ces décalages furent compatibles avec les attentes en supposant que l' ^{26}Al participe au mouvement de rotation galactique du milieu interstellaire (Gehrels et Chen 1996 ; Kretschmer et al. 2003). Ainsi il fut confirmé que l' ^{26}Al observé est distribué à travers toute la Galaxie, et que l'isotope se trouve thermalisé dans le milieu interstellaire, conformément aux attentes initiales (Ramaty & Lingenfelter 1977).

SPI nous permit aussi pour la première fois de mesurer le spectre de la raie 1,809 MeV dans la région du Cygne (Knödlseider et al. 2004a). Tandis que nous purent confirmer la présence et l'intensité du signal découvert par COMPTEL, les observations suggérèrent un élargissement intrinsèque de la raie à $3,3 \pm 1,3$ keV (mi-largeur à mi-hauteur). En vue de l'histoire et de la faible significativité du résultat (environ 2 sigma), cette mesure préliminaire doit être considéré avec précaution. Cependant, des turbulences supersoniques dans la superbulle créée par l'amas d'étoiles Cyg OB2 pourraient bien être à l'origine d'un tel élargissement. Il reste à voir si l'analyse d'une quantité plus importante de données SPI dans le futur peut confirmer ce résultat.² Ainsi, nous pourrions être en mesure de sonder la dynamique du milieu à l'intérieur d'une superbulle, qui présente un des sites les plus propices pour l'accélération du rayonnement cosmique (Bykov & Fleishman 1992).

2.6 À la recherche des raies du ^{60}Fe

Il existe un deuxième isotope radioactif dont la demi-vie, l'abondance galactique, et les sites de synthèse sont similaires à celle de l' ^{26}Al : le ^{60}Fe . Cependant, l'histoire de cet isotope ne fut pas analogue à celle de l' ^{26}Al , et ceci principalement à

² Dans ce contexte j'encadre depuis 2005 un doctorant dont le sujet de thèse consiste à caractériser les émissions gamma nucléaires du Cygne et du reste de supernova Cas A mesurées par SPI.

cause d'une sous-estimation initiale de sa demi-vie par un facteur 5. Lorsque l'isotope fut découvert en 1957 par Roy et Kohman (seulement 3 ans après la découverte de l' ^{26}Al), sa supposée durée de vie de 300 000 ans l'écartait comme source de chaleur importante lors de la formation du système solaire. Ainsi, l'isotope tomba aux oubliettes des astrophysiciens jusqu'en 1971, quand Clayton remarqua son potentiel comme objectif pour l'astronomie gamma. Clayton (1971) nota que l'isotope est produit lors de l'explosion d'une étoile en supernova par capture neutronique rapide, mécanisme qui est connu sous le nom de « processus-r ». L'émission de deux raies gamma à 1173,2 et à 1332,5 keV lors de la cascade de décroissance $^{60}\text{Fe} \rightarrow ^{60}\text{Co} \rightarrow ^{60}\text{Ni}$ serait alors une signature observable lors de l'explosion d'une supernova proche (une autre raie à 58,6 keV est émise lors de la décroissance du ^{60}Fe en ^{60}Co). Sur la base des estimations de nucléosynthèse dans les supernovae, Ramaty et Lingenfelter (1977) prédirent des flux comparables dans les raies du ^{60}Fe et de l' ^{26}Al d'environ $\sim 10^{-4}$ ph cm $^{-2}$ s $^{-1}$ rad $^{-1}$ en provenance du centre galactique.

Au début des années 1980, Kohman et Robinson suggérèrent que la demi-vie de ^{60}Fe fût considérablement sous-estimée, et notèrent que dans ce cas, l'isotope aurait bien pu servir comme source de chaleur lors de la formation du système solaire. Kutschera et al. (1984) confirmèrent la suggestion de Kohman et Robinson (1980) et mesurèrent la demi-vie de l'isotope à $1,49 \pm 0,27$ millions d'années. Birck et Lugmair (1988) trouvèrent en effet les premières indications de la présence de ^{60}Fe dans le système solaire jeune, une présence qui fut depuis confirmé par de nombreuses mesures (voir par exemple Tachibana et Huss 2003).

Les premières tentatives de détection des raies à 1173,2 et à 1332,5 keV avec *HEAO 3* furent cependant sans succès (Mahoney et al. 1982)³. D'autres observations avec *SMM* (Leising & Share 1994), *OSSE* (Harris et al. 1997), *COMPTEL* (Diehl et al. 1997), et *GRIS* (Naya et al. 1998) résultèrent aussi seulement en des limites supérieures, et tous les espoirs se focalisèrent alors sur les observations d'*INTEGRAL*.

Entre temps, d'autres sites de synthèse du ^{60}Fe furent examinés. Prantzos et al. (1987) étudièrent la capture neutronique lente (cette à dire le « processus-s ») lors de la combustion centrale de l'hélium des étoiles massives et conclurent que les taux de ^{60}Fe produits étaient trop faibles pour être détectable par des télescopes gamma. Par

³ Rappelons que ces mêmes observations avaient permis la première détection de la raie de décroissance de l' ^{26}Al à 1,809 MeV.

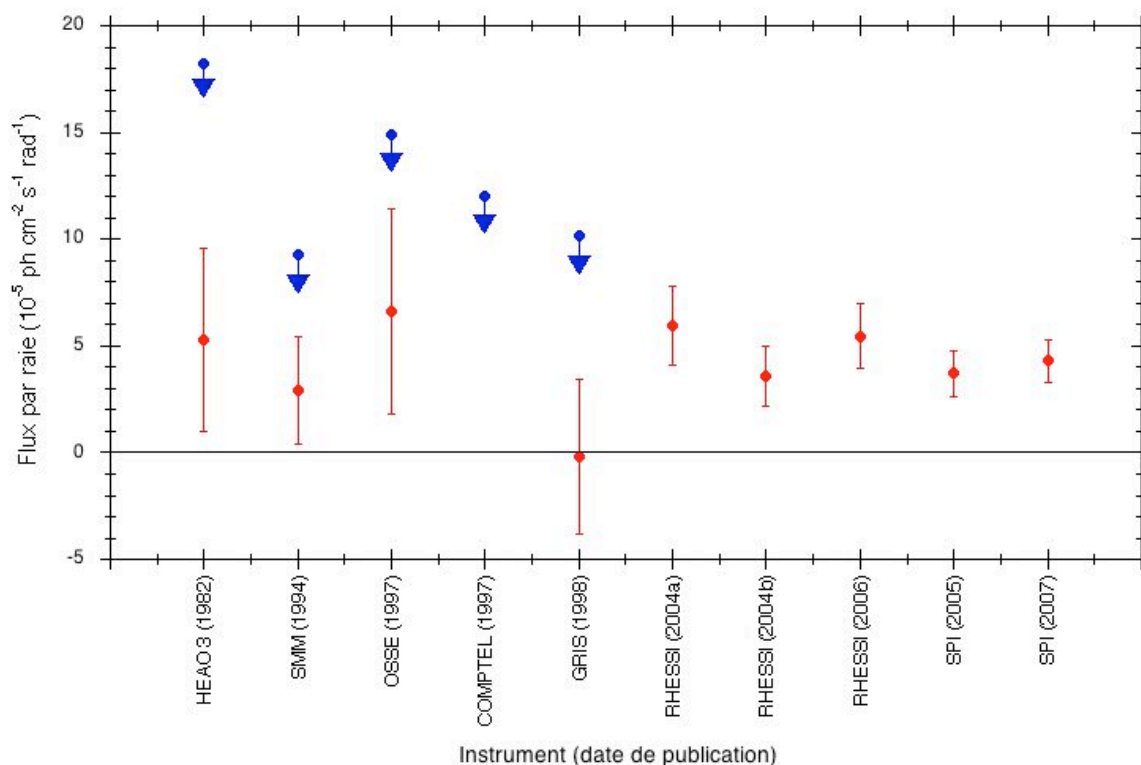


Figure 6 : Mesures (rouge) et limites supérieures à 3σ (bleu) du flux galactique dans les raies de décroissance du ^{60}Fe à 1173 et 1333 keV. Seules les mesures de RHESSI et SPI sont significatives. L'évolution des flux déterminés par RHESSI et SPI suivant l'augmentation des bases de données est illustré en fonction de l'année de la publication des résultats.

contre, la combustion de l'hélium en couche dans les étoiles massives ou les étoiles de la Branche Asymptotique des Géantes (c'est à dire des étoiles AGB) présentait un site plus propice pour la synthèse du ^{60}Fe (Prantzos 1989). Puis, Woosley (1997) suggéra des supernovae de type Ia explosant à des densités particulièrement élevées comme sources rares mais très propices de synthèse du ^{60}Fe . En vue de cette inflation des sites de production, nous anticipâmes lors d'une revue des perspectives scientifiques de SPI : « *once detected, the ^{60}Fe story may become more complex than actually thought* » (Knödlseeder & Vedrenne 2001).

Ce fut encore une fois l'observatoire solaire RHESSI qui devança INTEGRAL par quelques mois. Lors d'une conférence sur l'astronomie des radioactivités en 2003, Smith (2004a) annonça la première détection des raies du ^{60}Fe par RHESSI en provenance de régions centrales de notre Galaxie. Il estima le flux en provenance du radian central galactique dans chaque raie à $(5,9 \pm 1,9) \times 10^{-5} \text{ ph cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$, correspondant à $16 \pm 6 \%$ du flux observé dans la raie de l' ^{26}Al à 1,809 MeV. Avec l'accumulation de plus de données, le flux mesuré par RHESSI se stabilise

aujourd'hui autour de $(5,5 \pm 1,5) \times 10^{-5}$ ph cm⁻² s⁻¹, ou ~15 % du flux observé dans la raie à 1,809 MeV (Smith 2004b ; Smith 2006).

En exploitant la première année d'observations de SPI, nous confirmâmes la détection de *RHESSI* à un niveau de significativité de 3 sigma (Harris et al. 2005). Le flux mesuré de $(3,7 \pm 1,1) \times 10^{-5}$ ph cm⁻² s⁻¹ en provenance du radian central galactique était plus bas, mais restait compatible avec les valeurs trouvées par *RHESSI* (voir figure 6). En augmentant la base de données, nous trouvons aujourd'hui un flux de $(4,4 \pm 0,9) \times 10^{-5}$ ph cm⁻² s⁻¹ avec SPI, correspondant à 14 ± 6 % du flux observé dans la raie à 1,809 MeV (Wang et al. 2007).

La comparaison des flux dans les raies du ⁶⁰Fe et de l'²⁶Al peut fournir des informations intéressantes sur le site de nucléosynthèse des deux isotopes. Timmes et al. (1995) ont calculé un rapport de flux de 16% dans le cas où les deux isotopes sont éjectés par des étoiles de 11 à 40 masses solaires lors de leurs explosions en supernovae. Cette valeur étant très proche de la valeur observée, on pourrait alors être tenté de conclure que les deux isotopes sont produits lors des tels événements. Cependant, Prantzos (2004a) remarqua que les calculs théoriques plus récents, qui prennent en compte l'amélioration de nos connaissances sur les taux de réactions nucléaires, prédisent des rapports de flux ⁶⁰Fe/²⁶Al bien supérieurs à 16%. Pour réconcilier les modèles avec les observations, il suggéra alors une contribution importante des étoiles Wolf-Rayet à l'inventaire de l'²⁶Al galactique.

Toutefois, Limongi et Chieffi (2006) trouvèrent une erreur dans la base de données des réactions nucléaires qui avait conduit à une réduction des taux de l'²⁶Al dans des calculs récents. Après correction de cette erreur, ils ont recalculé la production de l'²⁶Al et du ⁶⁰Fe, en tenant compte pour la première fois de toutes les phases de l'évolution stellaire. De leurs calculs, ils conclurent que l'²⁶Al est principalement produit lors de l'explosion des étoiles par combustion néon/carbone tandis que le ⁶⁰Fe émanait de la combustion hydrostatique dans les couches convectives de carbone et de l'hélium lors des phases avancées de l'évolution stellaire. La production du ⁶⁰Fe se releva très sensible aux taux des pertes de masses adoptés lors de la phase Wolf-Rayet, et les rapports de flux ⁶⁰Fe/²⁶Al observés furent seulement reproduits en supposant des pertes de masses considérables (et probablement trop élevés). Cependant, Limongi et Chieffi (2006) n'ont pas considéré les effets de la rotation stellaire et l'impact de la métallicité initiale sur la

nucléosynthèse dans leurs modèles, ce qui rend toute conclusion définitive sur l'origine de l' ^{26}Al et du ^{60}Fe incertaine.

Les observations futures sont encore une fois au centre des attentes. Une mesure détaillée de la distribution galactique du ^{60}Fe et sa comparaison à la distribution de l' ^{26}Al pourrait fournir la clé pour discerner les différentes possibilités. Le gradient galactique de métallicité devrait se traduire par des gradients dans la production du ^{60}Fe et de l' ^{26}Al qui pourront aider à identifier les processus principaux de leur synthèse (Prantzos 2004a). Aujourd'hui, les données accumulées par SPI ne permettent pas encore une telle analyse. Cependant, si la durée totale de la mission *INTEGRAL* atteindra ~10 ans une première cartographie du ciel dans les raies du ^{60}Fe deviendra probablement possible.

3 L'antimatière dans notre Galaxie

3.1 Découverte des positrons et rayons cosmiques

Avec le but de concilier la mécanique quantique avec la relativité restreinte, Dirac formula en 1928 son équation d'onde relativiste, expliquant ainsi le spin des électrons. Le prix à payer pour cette avancée fut l'existence de solutions indésirées, correspondant à des particules de charge opposée. Après avoir d'abord associé ces particules aux protons (Dirac 1930), des considérations sur la stabilité de la matière le conduiront à prédire en 1931 l'existence d'une nouvelle particule avec une masse égale et une charge opposée à celle de l'électron. Il nomma cette particule *anti-électron* (Dirac 1931).

Seulement une année après, et dans l'ignorance des prédictions de Dirac, Anderson (1932) découvrit lors de ses recherches sur les rayons cosmiques les trajectoires d'une particule positivement chargée dans sa chambre à brouillard. La masse estimée de cette particule étant assez proche de celle de l'électron, il le nomma *positron* (Anderson 1933). Blackett & Occhialini (1933) confirmèrent l'observation d'Anderson et, en connaissance des travaux de Dirac, suggérèrent que le positron fut l'anti-électron prédit par Dirac. L'année suivante, Klemperer (1934) apportera finalement la preuve irréfutable que les positrons sont les antiparticules des électrons : il observa pour la première fois leurs photons d'annihilation à 511 keV.

Les positrons observés par Anderson (1932) et Blackett & Occhialini (1933) sont en fait d'origine terrestre : ils sont créés lors des interactions des rayons cosmiques avec les molécules de l'atmosphère terrestre. Une autre source terrestre fut découverte en 1934 par Joliot et Curie : la radioactivité β^+ des isotopes produits artificiellement en laboratoire. Ce n'est pas avant 1964 que les premiers positrons extraterrestres furent observés : en utilisant une chambre à étincelles embarquée sur un ballon stratosphérique, De Shong et al. (1964) parvinrent pour la première fois à déceler des positrons parmi les rayons cosmiques.

L'existence des positrons dans le rayonnement cosmique, émanant des décroissances de pions π^+ produits lors des interactions p-p, fut suggérée par Ginzburg (1956). Pollack et Fazio (1963) évaluèrent le taux de production des pions

dans ce scénario, et prédirent un flux dans la raie d'annihilation à 511 keV d'environ 2×10^{-4} ph cm⁻² s⁻¹ sr⁻¹. Stecker (1969) calcula en détail les signatures spectrales attendues de l'annihilation des positrons du rayonnement cosmique et nota pour la première fois l'importance d'un autre canal d'annihilation dans le milieu interstellaire. Selon ses calculs, les positrons de basse énergie formeraient majoritairement des atomes de positronium qui, dans 3/4 des cas, annihilent par émission d'un continuum de trois photons. Ce continuum, nommé *continuum du positronium*, prend une forme triangulaire (dans une représentation log-log) et couvre la gamme d'énergie de 0 à 511 keV (Ore & Powell 1949). Seules 1/4 des annihilations donneraient lieu à l'émission de deux photons de 511 keV, ce qui diminua en conséquence le flux attendu dans la raie à 511 keV.

3.2 La découverte de l'annihilation galactique

En 1972, Johnson et al. annoncèrent la première détection d'une raie gamma céleste en provenance du centre galactique. Dans leurs données enregistrées avec un scintillateur en NaI(Tl) lors d'un vol ballon en 1970, ils découvrirent un excès spectral situé à 473 ± 30 keV avec un flux de $1,8 \times 10^{-3}$ ph cm⁻² s⁻¹. Un deuxième vol ballon en 1971 confirma cette détection (Johnson & Haymes 1973). Bien qu'ils évoquassent l'annihilation de positrons comme possible origine de la raie, le décalage significatif entre l'énergie mesurée (473 keV) et attendue (511 keV) les conduisirent à conclure : « *it seems unlikely that the reported feature is associated with the positron-annihilation line [...]* » (Johnson & Haymes (1973)). Ils suggèrent plutôt la décroissance radioactive comme origine de la raie, bien qu'ils ne pussent identifier un isotope avec une raie spectrale appropriée.

Leventhal (1973) proposa une explication intéressante de l'observation.⁴ Selon lui la « raie » provenait bien de l'annihilation électron-positron dans le milieu interstellaire. Cependant elle était la superposition des deux composantes prédites par Stecker (1969) : une raie fine à 511 keV, attribuée à l'annihilation en deux photons, et un continuum en dessous de 511 keV, attribué à l'annihilation en trois photons du positronium. Avec la faible résolution spectrale du détecteur utilisé par

⁴ D'autres interprétations furent le décalage vers le rouge d'une raie d'annihilation électrons-positrons à la surface d'étoiles à neutrons (Ramaty et al. 1973 ; Guthrie & Tadamaru 1973) et la désexcitation nucléaire du ⁷Li, soit après diffusion inélastique dans le rayonnement cosmique (Fishman & Clayton 1972), soit après réactions α - α des rayons cosmiques (Kozlovsky & Ramaty 1974).

Johnson et al. (1972) ces deux composants furent indissociables, suggérant alors une seule raie centrée sur environ 490 keV.

Il fallait attendre 1978 avant que Leventhal pût confirmer son hypothèse. En utilisant un détecteur en germanium à haute résolution spectrale lors d'un vol ballon, Leventhal et al. (1978) purent séparer les deux composantes. Ils mesurèrent l'énergie de la raie à $510,7 \pm 0,5$ keV, sa largeur à $<3,2$ keV (FWHM) et son flux à $(1,22 \pm 0,22) \times 10^{-3}$ ph cm⁻² s⁻¹. En plus, ils détectèrent aussi le continuum du positronium. En comparant son intensité à celle de la raie ils déterminèrent la fraction f_p d'annihilations via la formation du positronium à 92%. L'observation étant en parfait accord avec les prédictions, l'annihilation électrons-positrons comme origine du signal fut maintenant irréfutable.

Cependant, la source des positrons resta inconnue. Leventhal remarqua déjà en 1973 que l'intensité de la raie 511 keV fut bien trop intense pour être compatible avec l'annihilation des positrons du rayonnement cosmique (Stecker 1969 ; Verma 1969 ; Ramaty, Stecker & Misra 1970). Leventhal et al. (1978) suggérèrent alors une diversité de possibilités pour expliquer l'origine des positrons :

- la nucléosynthèse des radioactivités β^+ , produites lors des explosions de supernovae (Burger et al. 1970 ; Colgate 1970 ; Clayton 1973) et/ou de novae (Clayton & Hoyle 1974),
- la production de paires électron-positron dans des magnétosphères des pulsars radio (Sturrock 1971 ; Cheng & Ruderman 1977),
- la création de paires électron-positron lors de l'évaporation de trous noirs primordiaux (Carr 1976 ; Okeke 1980),
- la production de positrons lors des interactions nucléaires dans le gaz accrété par un trou noir massif (Lingenfelter et al. 1978),
- ou l'interaction matière-antimatière dans l'hypothèse d'une cosmologie symétrique (e.g. Burbidge 1956).

Les flux à 511 keV mesurés dans les années 70 par des différents détecteurs embarqués en vols ballons (Johnson & Haymes 1973 ; Haymes et al. 1975 ; Leventhal et al. 1978 ; Leventhal et al. 1980 ; Albernhe et al. 1981 ; Gardner et al. 1982) se révélèrent assez différents. Albernhe et al. (1981) remarquèrent que les flux mesurés augmentaient avec la taille du champ de vue du détecteur utilisé, suggérant alors une émission 511 keV étendue le long du plan galactique. Riegler et al. (1981), après avoir analysé les données du spectromètre gamma à bord du satellite *HEAO 3*,

proposèrent une autre explication. Leurs données indiquèrent une variabilité significative du flux 511 keV lors de deux observations consécutives du centre galactique. Le champ de vue du détecteur étant inchangé pour les deux observations, ils conclurent alors que la source de positrons est intrinsèquement variable. L'espacement de 6 mois entre les deux observations impliquait une taille inférieure à 0,3 pc pour la source et un milieu d'annihilation d'une densité comprise entre 10^4 cm^{-3} et 10^6 cm^{-3} . La compacité de la source amena alors à l'idée que les positrons étaient produits par un trou-noir massif situé au centre galactique (Lingenfelter et al. 1981).

Tandis que les détecteurs embarqués en ballons stratosphériques semblaient confirmer la variabilité de l'émission à 511 keV (Leventhal et al. 1982 ; Pacias et al. 1982 ; Leventhal et al. 1986), les observations par le satellite *SMM*, contemporaines aux vols ballons des années 80, indiquèrent plutôt une émission non-variable ; en particulier, la variabilité quotidienne se révéla inférieure à 30% (Share et al. 1988, 1990). Share et al. attribuèrent l'apparent désaccord entre mesures ballons et mesures *SMM* à la nature étendue de l'émission, et suggérèrent des radioactivités galactiques (^{26}Al , ^{56}Ni , ^{44}Ti) comme sources de positrons. Lingenfelter & Ramaty (1989) proposèrent d'expliquer les différentes observations par un modèle à deux composantes : une émission non-variable, étendue le long du plan galactique, et une source compacte variable, proche du centre galactique, qui fut active durant la période 1974 - 1979.

L'hypothèse sur l'existence d'une source variable fut revitalisée au début des années 90 par l'observation avec le télescope *SIGMA* de raies transitoires, situées aux alentours de 511 keV, en provenance du candidat trou-noir 1E 1740.7-2942, de Nova Muscae 1991, et de la nébuleuse du Crabe (Gilfanov et al. 1994 et références). Briggs et al. (1995) trouvèrent une autre source transitoire dans leur analyse de données d'archive du télescope A-4 sur *HEAO 1*. Cependant, l'observation simultanée de la source transitoire *SIGMA* de 1E 1740.7-2942 en septembre 1992 avec les télescopes *OSSE* (Jung et al. 1995) et *BATSE* (Smith et al. 1996a) ne purent confirmer la présence d'une raie. Également, l'événement transitoire détecté par *SIGMA* en provenance de la nébuleuse du Crabe n'a pu être confirmé par *BATSE* (Smith et al. 1996a). En plus, des recherches dans 6 ans de données du télescope *BATSE* sur tout le ciel (Smith et al. 1996b ; Cheng et al. 1998) ne purent révéler aucun événement transitoire, et pendant 9 ans d'observations par le satellite *SMM* aucun événement transitoire n'a pu être observé en provenance du centre galactique (Harris et al. 1994a) ou de la

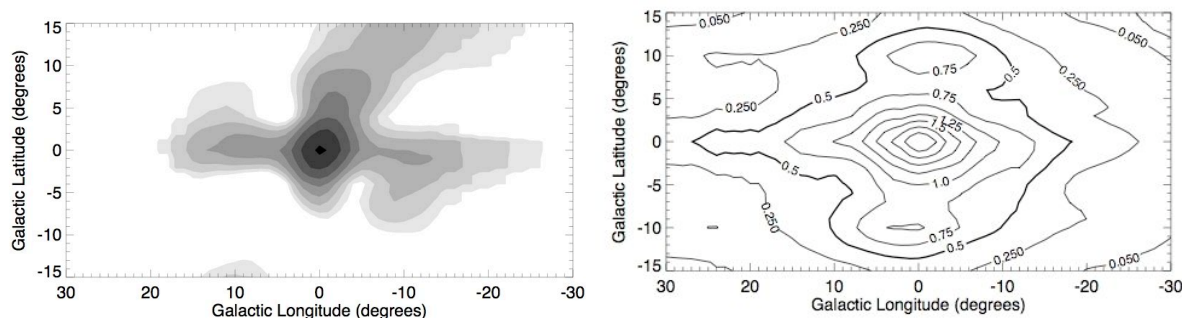


Figure 7 : Carte des régions centrales de la galaxie dans la raie à 511 keV obtenue avec le télescope OSSE à bord de CGRO (Purcell et al. 1997). L'image de gauche montre la distribution de l'émission à 511 keV obtenu par l'algorithme SVD, l'image de droite donne l'exposition en unités de $10^9 \text{ cm}^2 \text{ s}$.

nébuleuse du Crabe (Harris et al. 1994b). Ces observations mirent alors la réalité des transitoires observés par SIGMA et HEAO 1 fortement en question.

Afin de percer le mystère de l'origine des positrons galactiques il devint nécessaire de mieux connaître la distribution spatiale de l'émission d'annihilation. Cependant, avant le lancement du télescope OSSE à bord du satellite CGRO en 1991, la distribution de l'émission 511 keV fut seulement peu contrainte par les observations. L'hypothèse sur la possible extension de l'émission fut principalement basée sur la variation du flux en fonction du champ de vue des détecteurs (Albernhe et al. 1981 ; Dunphy et al. 1983), et sur une mesure de la raie 511 keV autour de 25° en longitude galactique avec le télescope ballon GRIS (Leventhal et al. 1989 ; Gehrels et al. 1991).

Les 9 ans d'observations du télescope OSSE allèrent changer la situation. Les observations exclurent définitivement une seule source ponctuelle comme origine de l'émission 511 keV (Purcell et al. 1994). Les données suggérèrent plutôt une distribution étendue, composée d'un bulbe symétrique centré sur le centre galactique et d'une émission le long du plan galactique. Cheng et al. (1997) et Purcell et al. (1997) établirent les premières cartes à 511 keV des régions centrales de la galaxie (voir Figure 7), qui suggérèrent en plus l'existence d'une troisième composante située autour de $l \approx -2^\circ$ et $b \approx 12^\circ$, nommée le *Positive Latitude Enhancement* ou *PLE*. Cependant la morphologie et l'intensité de cette composante furent peu contraintes par les données (Milne et al. 2000) et l'exposition non-uniforme du ciel (voir figure 7) a possiblement biaisé la morphologie apparente des cartes du ciel (von Ballmoos et al. 2003). Kinzer et al. (1996, 2001) et Milne et al. (1998) étudièrent la distribution du continuum du positronium et conclurent qu'elle suivait étroitement celle de la raie à

511 keV. Seul le *PLE* ne fut pas présent dans les images du continuum du positronium (Milne et al. 2001b).

Plusieurs modèles furent proposés pour décrire la distribution spatiale des émissions d'annihilation observées par OSSE (Purcell et al. 1994 ; Kinzer et al. 1996 ; Purcell et al. 1997 ; Milne et al. 2000 ; Kinzer et al. 2001 ; Milne et al. 2001a). Leur point commun fut la nécessité de deux composantes pour décrire la distribution de l'émission : un sphéroïde situé vers le centre galactique et un disque galactique. Cependant, la morphologie et l'intensité des composantes furent peu contraintes par les données. Les modèles utilisant un sphéroïde du type halo suggérèrent plutôt une émission dominée par le halo, tandis que les modèles utilisant un sphéroïde en forme de Gaussienne indiquèrent une dominance de l'émission du disque. Ainsi, le rapport entre les flux du bulbe et du disque fut seulement contraint à l'intervalle 0,2 - 3,3. L'incertitude sur le flux 511 keV intégré fut aussi assez grande : les modèles suggérèrent une fourchette de $1 \text{ à } 3 \times 10^{-3} \text{ ph cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$.

Malgré les avancées amenées par OSSE, le mystère de l'origine des positrons galactiques ne fut pas percé. Les observations ne furent pas suffisamment contraignantes pour déterminer la morphologie précise de l'émission et pour remonter à la population de sources. Cependant, la forte concentration de l'émission en provenance du bulbe galactique amena plusieurs auteurs à suggérer la radioactivité β^+ du ^{56}Co produit lors des explosions de supernovae de Type Ia comme source importante de positrons (Kinzer et al. 1996 ; Kinzer et al. 2001 ; Milne et al. 2002). L'émission du disque fut généralement expliquée par l'annihilation de positrons émis lors des décroissances radioactives des isotopes ^{26}Al , ^{56}Co et ^{44}Sc (Purcell et al. 1994 ; Kinzer et al. 1996 ; Purcell et al. 1997).

3.3 À la recherche de l'origine des positrons galactiques avec SPI

Avec le lancement du télescope SPI à bord de l'observatoire *INTEGRAL* en 2002, un nouvel instrument devint disponible pour l'étude de l'annihilation des positrons galactiques, combinant pour la première fois l'imagerie avec la spectroscopie fine. La résolution spatiale de 3° (FWHM) fut supérieure à celle d'OSSE, permettant alors une étude morphologique sans précédents. La résolution spectrale de $\sim 2,1$ keV (FWHM) fut comparable à celle des détecteurs en germanium employé en vols ballons ou sur le satellite *HEAO 3*, permettant une étude détaillée de

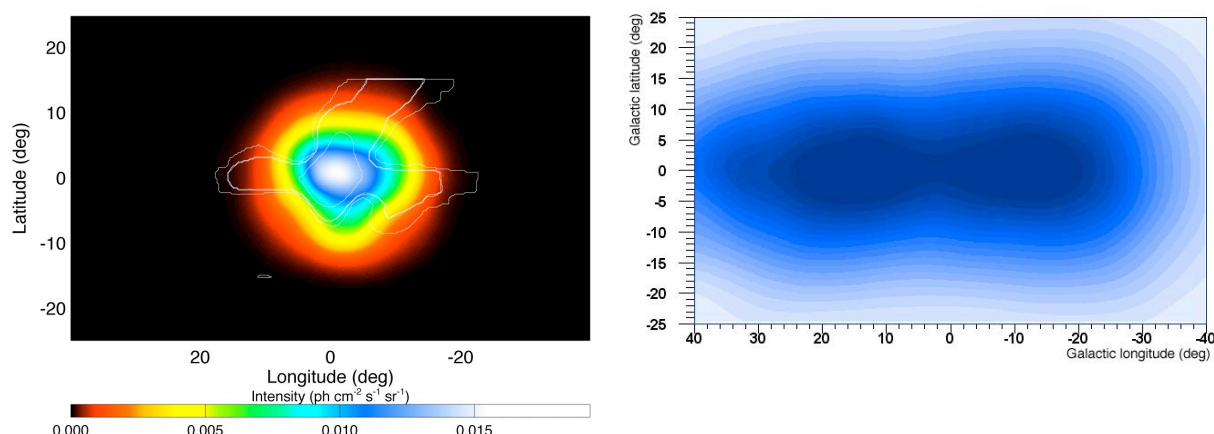


Figure 8 : Carte des régions centrales de la galaxie dans la raie à 511 keV obtenue avec le télescope SPI à bord de INTEGRAL (Knödlseider et al. 2003). L'image de gauche compare la distribution de l'émission à 511 keV obtenu par SPI (en couleurs) à la distribution observée par OSSE (en contours). L'image de droite montre l'exposition des observations SPI.

la forme spectrale de la raie à 511 keV en fonction de son origine sur le ciel. En plus, la bonne résolution spectrale aidera aussi dans la séparation de l'émission 511 keV de l'émission continue du disque galactique, réduisant ainsi les biais systématiques dans l'analyse des données.

Déjà durant la phase de développement du télescope SPI, pendant laquelle j'ai été responsable scientifique du développement de l'électronique de discrimination de forme d'impulsion (PSD)⁵, j'ai mis en place une suite de logiciels pour l'analyse scientifique des données SPI (Knödlseider 2004). Dès l'arrivée des premières données en automne 2002, nous avons utilisé ces logiciels pour étudier les propriétés de l'annihilation galactique avec SPI.

Nos premiers efforts furent concentrés sur la modélisation du bruit de fond de l'instrument afin de pouvoir extraire le signal céleste à 511 keV. Nous pûmes ainsi modéliser les variations temporelles complexes du bruit de fond à l'aide de traceurs d'activité, comme le taux d'événements saturants dans les détecteurs, que nous ajustâmes aux données pour toutes les orbites du satellite (Jean et al. 2003). En appliquant cette méthode aux données de la première campagne d'observation du radian central de notre galaxie (correspondant à 1,7 Ms de données) nous établîmes une première image de l'émission 511 keV avec SPI (Knödlseider et al. 2003 ; voir figure 8). Cette image confirma la forte concentration de l'émission vers le centre

⁵ Cette responsabilité comprit le codage du logiciel scientifique embarqué (programmation en assembleur d'un DSP), la recette de l'électronique et la validation de son intégration sur satellite, la validation de l'équipement en vol, et le développement des logiciels sol (GSE) nécessaires pour l'exploitation des données de tests et des données de vol.

galactique. La comparaison de l'image SPI avec celle d'OSSE révéla que cette dernière fut largement affectée par des effets d'exposition (voir figure 8). Tandis que l'image SPI dévoila une émission symétrique et étendue autour du centre galactique, l'image OSSE montra surtout de l'émission dans les régions fortement exposées (voir figure 7). L'image SPI ne fut pas affectée par l'exposition du ciel, comme le démontre la comparaison de l'image avec la carte d'exposition (voir figure 8), et donna alors une vue plus fidèle de la distribution de l'émission 511 keV. En particulier, le *PLE* suggéré par OSSE, ne fut pas détecté par SPI (Knödlseeder et al. 2003). Une re-analyse des données OSSE confirma l'absence du *PLE* (Milne 2004) : l'émission se révéla être un artefact, induit par l'émission continuum d'une source variable dans cette région du ciel.

En combinant environ un an de données SPI (équivalent à un temps d'exposition de 15,3 Ms) nous établîmes ensuite les premières cartes du ciel dans la raie à 511 keV et dans le continuum du positronium (Knödlseeder et al. 2005 ; Weidenspointner et al. 2006). Les deux cartes (voir figure 9) se révélèrent statistiquement identiques, suggérant que la fraction d'annihilation à travers la formation de positronium ne varie pas dans le ciel. Les images illustrent remarquablement la prépondérance du bulbe dans l'annihilation galactique. L'émission s'avéra parfaitement centrée sur le centre galactique. La morphologie du bulbe fut également bien modélisée par une Gaussienne 2-dimensionnelle (avec une largeur à mi-hauteur d'environ 8°), par des modèles de bulbe stellaire, par des modèles de halo stellaire, ou par des modèles composés de coquilles emboîtées (Knödlseeder et al. 2005). Tandis que notre algorithme d'imagerie ne donna aucune indication convaincante d'une émission en provenance du disque galactique, des tests statistiques basés sur la méthode du maximum de vraisemblance indiquèrent un faible signal en provenance du plan galactique. Cependant, la morphologie de cette émission (extension en longitude et latitude) ne put être contrainte par les données.

Les possibles distributions d'émission à 511 keV qui furent statistiquement compatibles avec les données SPI sont résumées dans la figure 10 (Knödlseeder et al. 2005). Tandis que les images en haut modélisent le bulbe par un jeu de coquilles emboîtées (résultant en une émission compacte), les images en bas utilisent un modèle de type halo stellaire pour expliquer l'émission du centre galactique (résultant en une émission plus étendue). Pour les images à gauche, l'émission du disque galactique fut modélisée par une distribution d'étoiles jeunes (résultant en

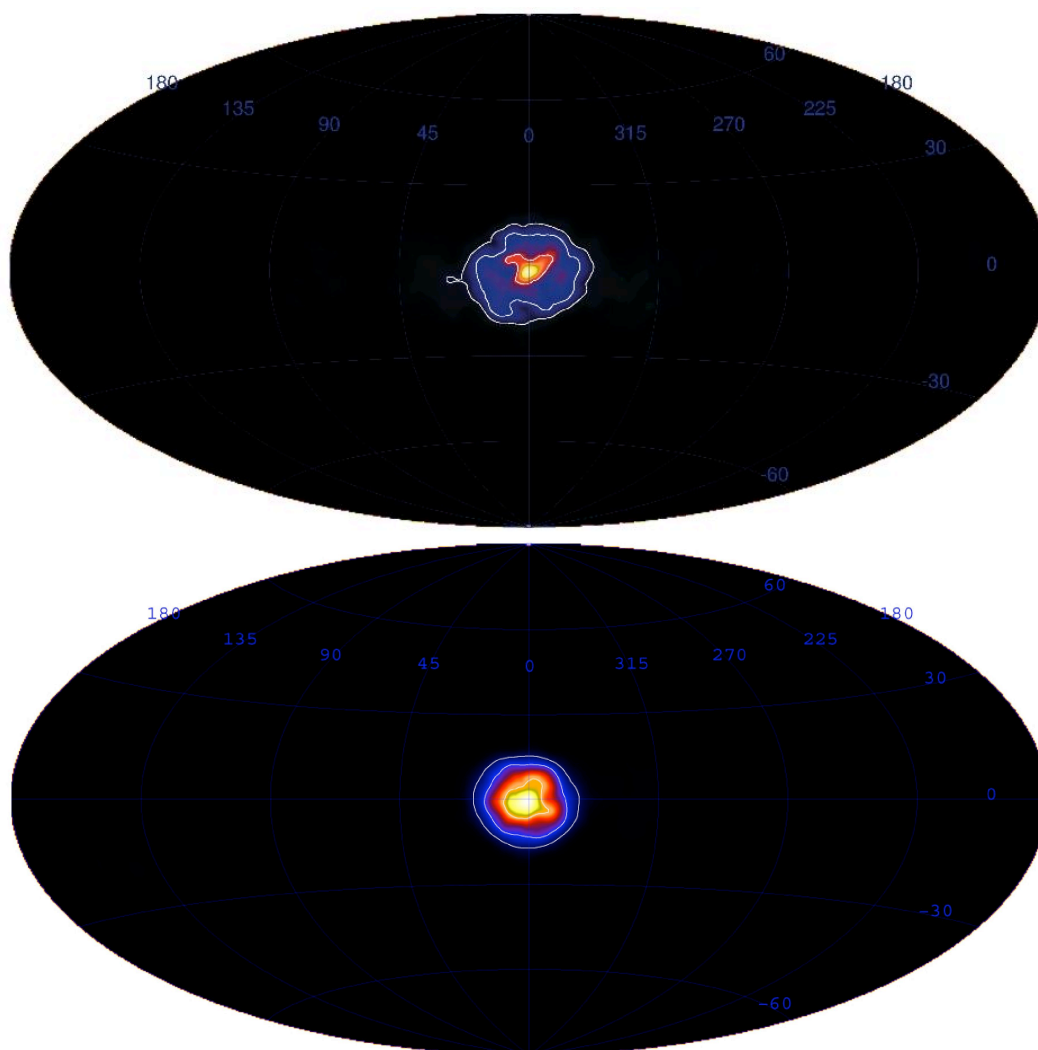


Figure 9 : Cartes du ciel dans la raie à 511 keV (haut) et dans le continuum du positronium (bas) obtenues avec le télescope SPI (Knödlseider et al. 2005 ; Weidenspointner et al. 2006). Les contours indiquent des niveau d'intensité de 10^{-2} , 10^{-3} et 10^{-4} ph cm⁻² s⁻¹ sr⁻¹ (du centre vers l'exterieur).

une émission plus resserrée le long du plan), tandis que les images à droite ont été obtenues en utilisant une distribution d'étoiles vieilles (résultant en une émission plus étendue).

Le point commun de tous les modèles est la prépondérance de l'émission du bulbe : le rapport bulbe/disque du flux à 511 keV est compris entre 1 et 4 et le rapport bulbe/disque des luminosités en photons 511 keV entre 3 et 12 !⁶ Le rapport en luminosités est bien supérieur au rapport des masses entre le bulbe et le disque, ce

⁶ La différence entre le flux et la luminosité 511 keV dans le rapport bulbe/disque s'explique par le fait que nous nous situons à l'intérieur du disque galactique. Ainsi, la distance moyenne au carré, définissant la distance pour laquelle une source de luminosité L_p produit un certain flux 511 keV, est plus petite pour le disque que pour le bulbe. En autres termes : pour obtenir le même flux 511 keV sur terre, la luminosité du bulbe doit être environ 3 fois supérieur à la luminosité du disque.

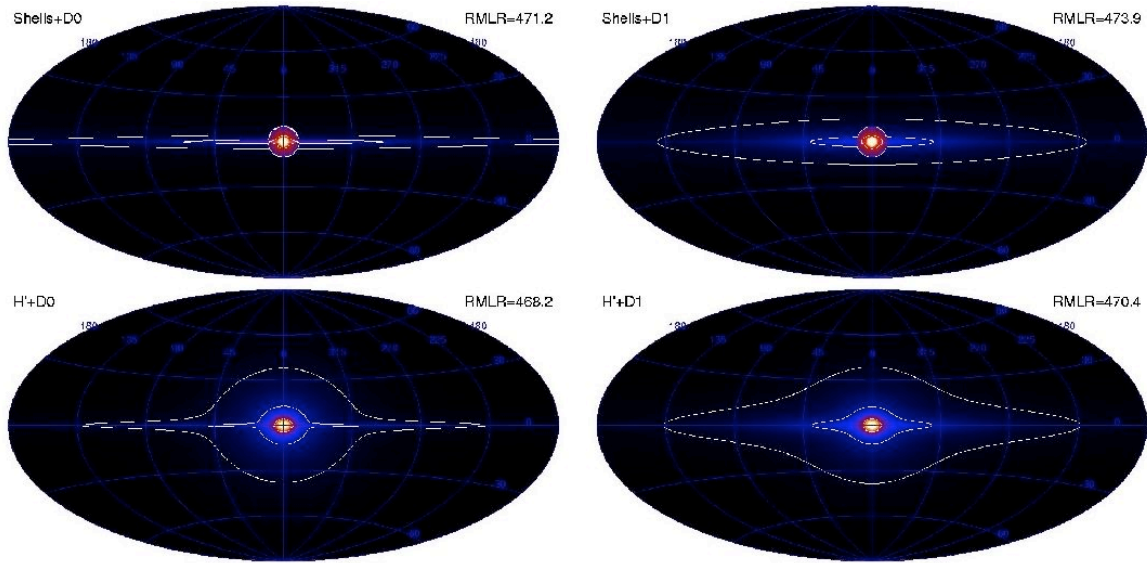


Figure 10 : Modèles de la distribution de l'émission 511 keV compatibles avec les données SPI (Knödlseeder et al. 2005). Couleurs et contours sont identiques à celles de la figure 9.

dernier étant compris entre 0,3 - 1,0 (Caldwell & Ostriker 1981 ; Freudenreich 1998 ; Bissantz & Gerhard 2002 ; Robin et al. 2003). Ceci implique que pour une même unité de masse, l'annihilation de positrons est au moins 3 fois plus importante dans le bulbe que dans le disque de notre galaxie.

La raison de cette tendance est encore mal comprise. D'un côté, elle pourrait être liée à l'existence d'une source de positrons particulière au centre de notre galaxie. Par exemple, le trou noir central pourra jouer un rôle important dans la production des positrons (Lingenfelter et al. 1978 ; Cheng et al. 2006 ; Totani 2006), cependant il reste à expliquer comment une seule source peut induire une émission d'annihilation étendue et sphérique, dont la taille corresponde bien à celle du bulbe stellaire. L'explosion récente d'une hypernova au centre galactique fut également évoquée (Cassé et al. 2004), cependant il n'existe aucune preuve observationnelle d'une telle explosion, et rien ne distingue le centre galactique comme endroit particulièrement propice pour une telle explosion. Une population de sources qui existe presque exclusivement dans le bulbe de notre galaxie sera une autre possibilité, cependant aucun candidat n'a pu être identifié qui présente à la fois le bon rapport bulbe/disque ainsi qu'un mécanisme de production de positrons efficace (Prantzos 2004b ; Cassé et al. 2004 ; Knödlseeder et al. 2005).

D'un autre côté, une fraction importante des positrons produits dans le disque pourrait s'échapper dans le halo galactique, et ainsi réduire l'émission d'annihilation

du disque par rapport au bulbe (Prantzos 2006). Cependant, même dans ce scénario, il reste difficile d'expliquer le grand rapport bulbe / disque observé.

Ce dilemme amena la suggestion de sources de positrons plus exotiques, comme l'annihilation (Boehm et al. 2004) ou la décroissance (Hooper & Wang 2004a) de la matière noire légère⁷, la décroissance d'états meta-stables de la matière noire lourde (Pospelov & Ritz 2007 ; Finkbeiner & Weiner 2007), la décroissance de Q balls⁸ (Kasuya & Takahashi 2005), ou l'annihilation de l'antimatière primordiale (Bambi 2007). Cependant, tous ces modèles nécessitent un ajustement assez fin des paramètres (comme les sections efficaces, les constantes de couplage, la durée de vie, etc.), ou ont des difficultés à expliquer la morphologie de l'émission à 511 keV. Hooper et al. (2004b) proposèrent de vérifier l'hypothèse de la matière noire par la recherche de la raie 511 keV en provenance des galaxies naines sphériques proches, galaxies qui montrent des grandes densités en matière noire. Nos recherches de l'émission 511 keV du candidat le plus proches, Sgr dwarf, restèrent cependant infructueuses (Cordier et al. 2004 ; Knödlseider et al. 2005). Presque tous les profils de distribution de la matière noire sont exclus par les observations, ce qui laisse de moins en moins de place à ce type de scénario.

Aujourd'hui, cinq ans après le lancement du satellite *INTEGRAL*, la base de données SPI s'est considérablement accrue. L'exposition du plan galactique s'est largement améliorée par rapport aux données utilisées par Knödlseider et al. (2005) et Weidenspointner et al. (2006), et nous détectons maintenant clairement l'émission à 511 keV en provenance du disque galactique (Weidenspointner et al. 2007). En particulier, le niveau du signal nous permet pour la première fois d'étudier la morphologie de l'émission 511 keV du disque. À notre grande surprise, notre analyse révèle une asymétrie assez marquée de l'émission du disque par rapport au centre galactique : nous recevons un flux à 511 keV presque deux fois supérieures de l'intervalle $-50^\circ < l < 0^\circ$ comparé à l'intervalle $0^\circ < l < +50^\circ$!

Cette asymétrie va de pair avec une asymétrie observée dans la distribution des binaires X de faible masse (*LMXB*, low-mass X-ray binaries) émettant de rayons

⁷ Contrairement à la plupart des modèles qui proposent d'expliquer la matière noire par des particules ayant des masses dans le domaine GeV-TeV et interagissant faiblement avec la matière ordinaire (WIMP), le scénario de la matière noire légère stipule l'existence de particules avec une masse comprise entre 1 et 10 MeV.

⁸ Un Q ball est un soliton non-topologique dont la stabilité est assurée par la conservation d'une charge Q. Ce type de soliton est prédit dans le modèle standard de la supersymétrie minimale (MSSM).

X durs (Weidenspointner et al. 2007) : dans l'intervalle $-50^\circ < l < 0^\circ$ le nombre des LMXB dans le catalogue *INTEGRAL*/IBIS (Bird et al. 2007) excède le nombre dans l'intervalle $0^\circ < l < +50^\circ$ par un facteur 1,7 ! Pure coïncidence ou lien physique ? Seule la détection d'une raie d'annihilation provenant d'une LMXB individuelle pourra trancher, mais nous pouvons examiner si l'hypothèse de la production de positrons galactiques par les LMXB est plausible.

Rappelons que les binaires X furent suggérées comme source des positrons galactiques par Lingenfelter et al. (1981), principalement pour expliquer la forte variabilité de l'émission à 511 keV observée dans les années 1980. Les régions internes du disque d'accrétion des binaires X présentent en effet un site très propice à la production de positrons à travers des interactions photons-photons. Une fraction importante des positrons peut éventuellement s'échapper, soit par l'émission de jets chargés d'un plasma électrons-positrons, soit par l'émission d'un vent de plasma électrons-positrons. Ensuite, les positrons vont ralentir dans le milieu interstellaire durant environ $\sim 10^5$ ans avant de s'y annihiler.⁹ Avec 63 LMXB dans le 3^{ème} catalogue IBIS et un taux d'annihilation dans le disque galactique d'environ 10^{43} s^{-1} , chaque LMXB doit fournir environ $\sim 10^{41}$ positrons par second pour expliquer les observations SPI. Ce taux est bien compris dans la gamme des valeurs discutées par Guessoum et al. (2006), et correspond à quelques pourcent de la luminosité totale de chaque LMXB. Ainsi, la production de positrons du disque galactique par les LMXB semble plausible.

Cependant, le rapport bulbe/disque des LMXB étant de seulement ~ 1 , les LMXB ne sont pas en mesure d'expliquer la prépondérance des positrons dans les régions centrales de notre galaxie (Knödlseider et al. 2005). Une autre source doit y contribuer pour expliquer la morphologie de l'émission 511 keV. Éventuellement, le trou noir supermassif au centre de notre galaxie pourrait être cette source (Lingenfelter et al. 1978 ; Cheng et al. 2006 ; Totani 2006).

Ainsi, les données SPI nous suggèrent que la plupart des positrons galactiques pourraient provenir de l'accrétion de la matière sur des objets compacts : au centre galactique sur le trou noir central, dans le disque galactique par des binaires X de faible masse. Dans ce scénario, les radioactivités β^+ devraient jouer un rôle mineur comme sources de positrons. Seul l' ^{26}Al , dont la présence dans le milieu interstellaire

⁹ Le temps de ralentissement des positrons dépend de leur énergie initiale et est inversement proportionnelle à la densité du milieu interstellaire. Pour une énergie initiale de 1 MeV et une densité de 1 cm^{-3} le temps de ralentissement est d'environ 10^5 ans.

est bien établie (voir section 2), devrait fournir une contribution significative à l'émission du disque galactique.

3.4 Le milieu d'annihilation des positrons

La bonne résolution spectrale de SPI ouvrit pour la première fois la possibilité d'étudier la forme spectrale de la raie 511 keV en détail. En fait, le milieu d'annihilation laisse une empreinte spécifique sur la forme et la largeur de la raie qui reflète les processus physiques intervenants dans l'annihilation des positrons (Guessoum et al. 1991 ; Guessoum et al. 2005).

Avant le lancement d'*INTEGRAL*, la forme spectrale fut seulement peu contrainte par les observations, cependant toutes les mesures suggérèrent un modeste élargissement de la raie d'environ ~ 2 keV largeur à mi-hauteur (Leventhal et al. 1993 ; Smith et al. 1993 ; Mahoney et al. 1994 ; Harris et al. 1998). Nos premières observations avec SPI permirent de confirmer cet élargissement, et nous déterminâmes la largeur à mi-hauteur de la raie 511 keV à $2,9 \pm 0,5$ keV (Jean et al. 2003). Les analyses utilisant des bases de données plus importantes confirmèrent ce résultat (Jean et al. 2004 ; Lonjou et al. 2004), cependant la qualité des données ne nous permirent pas encore d'obtenir des contraintes significatives sur le milieu d'annihilation (Guessoum et al. 2004).

Après l'accumulation d'un an de données SPI, et suite à l'amélioration de nos méthodes d'analyse de données, nous purent enfin mettre en évidence une signature spectrale nous renseignant sur le milieu d'annihilation. La raie 511 keV en provenance du bulbe galactique s'expliqua par une superposition de deux profils Gaussiens : une composante fine avec une largeur à mi-hauteur de $1,3 \pm 0,4$ keV et une composante large avec une largeur à mi-hauteur de $5,4 \pm 1,2$ keV (Jean et al. 2006). Le flux dans les deux composantes fut à peu près comparable. Une équipe Russe qui étudia le même jeu de données avec leurs propres méthodes d'analyse arriva à la même conclusion (Churazov et al. 2005). Nous expliquâmes cette superposition par l'annihilation de positrons dans un milieu tiède et partiellement ionisé (Jean et al. 2006). L'annihilation avec le gaz ionisé produit la composante fine tandis que l'annihilation avec le gaz neutre produit la composante large de la raie. Le rapport des flux dans les deux composantes fixe le taux d'ionisation du milieu à environ $\sim 50\%$.

Ainsi, nous avons pu déterminer pour la première fois la nature du milieu d'annihilation des positrons dans le bulbe galactique. L'annihilation dans la phase tiède du milieu interstellaire peut s'expliquer comme suit (voir Jean et al. 2006) : parmi les différentes phases du milieu interstellaire (gaz moléculaire froid, gaz neutre froid, gaz tiède et gaz chaud), seules les phases tièdes et chaudes remplissent des volumes suffisamment importants pour pouvoir fournir une cible d'annihilation efficace pour les positrons. Cependant, la faible densité ($\sim 0,01 \text{ cm}^{-3}$) de la phase chaude implique des durées de vie de l'ordre de $\sim 10^8$ ans pour des positrons ayant une énergie initiale de 1 MeV, ce qui est bien supérieur à la durée de vie d'une bulle chaude dans le milieu interstellaire. Très probablement, les positrons vont alors s'échapper des phases chaudes et entrer dans les phases tièdes plus denses, ce qui diminuera la durée de vie des positrons. Ainsi, la plupart de positrons vont alors annihiler dans la phase tiède. Dans ce scénario, le taux d'ionisation de $\sim 50\%$ mesuré par SPI correspondrait aux volumes relatifs du gaz tiède neutre et ionisé dans le bulbe galactique.

Nos observations ont démontré que la forme spectrale de la raie à 511 keV présente un outil inédit pour sonder les phases du milieu interstellaire. La prochaine étape va maintenant consister à étudier aussi le profil spectral du disque galactique pour y apporter des contraintes sur le milieu d'annihilation. Ainsi, la raie 511 keV a le potentiel de fournir une cartographie des propriétés du milieu interstellaire, comme le facteur de remplissage des différentes phases, qui sont difficilement mesurables par d'autres moyens.

4 L'avenir de l'astronomie gamma

4.1 À la recherche de l'origine du rayonnement cosmique

Du lancement de *SAS-2* et *COS-B* dans les années 1970 aux observations récentes d'*INTEGRAL*, l'exploration du ciel gamma a fait des progrès énormes. Cependant, un des buts primaires du domaine, cette à dire l'identification de l'origine du rayonnement cosmique, ne fut pas encore atteint. Néanmoins, des avancées prometteuses furent obtenues dans les dernières années par les grands observatoires Cherenkov au sol, notamment par HESS et MAGIC. Grâce à l'utilisation de grands miroirs et de la technique de stéréoscopie, un nombre important de sources gamma de très hautes énergies (cette à dire au-delà du TeV) a été mis en évidence : nébuleuses de pulsars, restes de supernovae, binaires gamma, blazars, et galaxies radio (Cui 2006). Aujourd'hui, le catalogue des sources gamma de très hautes énergies (voir <http://tevcat.uchicago.edu/>) contient plus que 50 objets, et jour après jour, cette liste s'allonge.

Parmi les classes des sources détectées, les restes de supernovae sont des candidats très prometteurs comme site d'accélération du rayonnement cosmique dans notre galaxie. Cependant, la signature la plus significative de cette accélération, cette à dire une raie gamma large située aux alentours de 100 MeV et provenant de la décroissance des π^0 créés par interactions protons-protons, n'est pas accessible par les observatoires au sol¹⁰. Seuls les télescopes à création de paires embarqués sur satellite, tel qu'*Explorer XI*, *OSO-3*, *SAS-2*, *COS-B* et *CGRO*, furent capables à explorer la bande intéressante entre quelques dizaines de MeV au GeV (voir la section 1). Et en effet, déjà les premières observations mirent en évidence la signature de la décroissance des π^0 provenant des interactions des protons du rayonnement cosmique avec l'hydrogène du milieu interstellaire. Cependant, l'émission observée fut diffuse, la sensibilité limitée et la faible résolution angulaire des instruments ne permirent pas de mettre en évidence des sites d'accélération de particules individuels.

¹⁰ Le seuil d'énergie des télescopes Cherenkov se situe en général au alentours de 100 GeV. Un seuil de 20 GeV semble envisageable avec HESS II, ce qui n'est pas suffisamment bas pour détecter la décroissance des π^0 .

Avec le lancement du satellite *GLAST* en 2008, observatoire gamma dédié à l'étude du ciel dans la bande d'énergie de quelques dizaines de MeV à 100 GeV, l'observation des signatures d'accélération du rayonnement cosmique dans des sources individuelles devient enfin possible. Grâce au gain en sensibilité et en résolution angulaire par rapport au télescope EGRET, *GLAST* sera en mesure de détecter les rayons gamma issus des interactions de protons accélérés par une coquille de supernovae avec le milieu interstellaire. Guidé par les observations HESS, *GLAST* pourra alors compléter les spectres larges bandes des restes de supernovae, permettant de trancher entre les différentes hypothèses émises sur la nature de l'émission TeV observée (modèles leptoniques ou hadroniques).

La variété des classes de sources gamma détectées par HESS nous renseigne aussi sur la diversité des sites d'accélération dans l'univers, et ouvre des perspectives prometteuses pour l'observatoire *GLAST*. Ainsi, il est attendu de découvrir des nouvelles populations de sources gamma dans le domaine du MeV au GeV, comme des nébuleuses de pulsars, des systèmes binaires, des étoiles massives ou des galaxies radio. Mettre en évidence ces populations et comprendre leurs mécanismes d'accélération ainsi que la nature des particules accélérées fait partie des promesses principales de la mission *GLAST*.

Dans le but de faire évoluer ma contribution à l'exploration du ciel gamma vers les plus hautes énergies, et afin de participer à la recherche sur l'origine du rayonnement cosmique, je me suis investi depuis 2004 dans la préparation scientifique de la mission *GLAST*.¹¹ Même si le CERN n'a pas fourni d'instruments pour *GLAST*, nous étions sollicités par le CEA/Saclay pour soutenir les activités liées à l'élaboration du catalogue des sources *GLAST*. Désormais, le CERN est responsable de la fourniture des outils d'identification des sources gamma. Responsable de cette activité au CERN¹², je fus d'abord nommé « scientifique affilié », et grâce au travail rendu, « membre de la collaboration LAT » en février 2007.

Dans les années à venir, je consacrerai alors mon activité de recherche principalement à l'exploitation scientifique de la mission *GLAST*. L'étude des populations de sources gamma du GeV, leur caractérisation et identification seront au centre de mes activités. En menant ces études dans un contexte multi-longueur

¹¹ Dans le contexte de cette préparation, j'ai encadré 2 stages M1 et 3 stages M2, et je co-encadre un post-doc avec le CENBG de Bordeaux. À partir d'octobre 2007 s'ajoutera l'encadrement d'une thèse co-financée CNES/région.

¹² Au CERN ; le projet *GLAST* est soutenu par un financement CNES dont je gère le budget.

d'onde (en combinant en particulier les observations *GLAST* avec les données du TeV, mais aussi du X, du gamma-mou et du radio), j'espère être en mesure de déceler les mécanismes d'émission des sources, afin d'identifier les sites d'accélération hadronique dans l'univers. Ainsi, avec un peu de chance (qui est toujours nécessaire dans le domaine de la recherche), nous tiendrons peut-être dans quelques années la clef sur l'origine du rayonnement cosmique dans notre galaxie.

4.2 L'astronomie gamma après *INTEGRAL*

Dans le domaine de l'astrophysique gamma nucléaire, COMPTEL (dans les années 1990) et *INTEGRAL*/SPI (aujourd'hui) nous ont permis d'étudier l'origine et la distribution des éléments radioactifs diffus dans notre galaxie (^{26}Al , ^{60}Fe) et d'investiguer l'origine et l'annihilation des positrons galactiques. Cependant, l'observation de la radioactivité lors d'une explosion de supernovae, but principal de l'astronomie du MeV (voir section 1), n'a pas encore été possible avec SPI. Or, les observations gamma sont en mesure de fournir des informations cruciales sur les mécanismes et la dynamique des explosions. Ce potentiel fut illustré par l'observation des raies gamma émanant de la décroissance des isotopes ^{56}Co et ^{57}Co dans SN 1987A (Matz et al. 1998 ; Kurfess et al. 1992). Les observations furent rendues possible grâce à la proximité de l'événement (et donc l'importance des flux reçus sur terre), et mirent en évidence une importante convection lors de l'explosion qui transporta une fraction des isotopes créés au coeur de l'étoile à sa surface. En plus, la mesure des raies de deux isotopes co-produits lors de l'explosion permit de valider les modèles de nucléosynthèse de l'événement.

SN 1987A fut la seule explosion de supernova dont les raies gamma ont pu être mesurées. Cette explosion fut engendrée par l'effondrement d'une étoile massive (supernova gravitationnelle). Par contre, les explosions thermonucléaires, dénommées *supernovae de type Ia*, ne furent jamais détectées indéniablement en gamma (mais voir Morris et al. 1997). Or, ces objets jouent aujourd'hui un rôle fondamental dans la cosmologie observationnelle, où ils servent de chandelle standard permettant la mesure de la géométrie et de la dynamique de l'univers. Cependant, l'hypothèse que les supernovae du type Ia sont des chandelles standard (cette à dire que leur luminosité intrinsèque maximale ne varie pas d'un événement à l'autre) est mise à mal par les observations qui indiquent une certaine diversité dans ce phénomène (Benetti et al. 2005). Seule une correction empirique entre la forme de

la courbe de lumière et la magnitude intrinsèque permet en fait de les utiliser en cosmologie (Riess et al. 1998). Or, cette correction est physiquement mal comprise et il n'est pas démontré qu'elle s'applique aussi pour des supernovae lointaines. Encore plus inquiétant, le mécanisme d'explosion des supernovae thermonucléaires n'est pas encore connu avec certitude (Röpke et al. 2006), et leurs progéniteurs n'ont pas encore pu être identifiés (Livio & Riess 2003). Tant de questions ouvertes, auxquelles la spectroscopie gamma de raies nucléaires peut répondre.

Les sensibilités des télescopes COMPTEL et SPI ne furent pas suffisantes pour effectuer des mesures contraignantes sur les supernovae. Une nouvelle génération d'instruments est nécessaire pour aborder ce problème. Comme il fut évoqué préalablement, le facteur qui limite les observations dans le domaine du MeV est le bruit de fond instrumental. Celui-ci est engendré par les interactions du rayonnement cosmique avec les matériaux du satellite, et en particulier, avec les détecteurs. Agrandir la taille des détecteurs pour agrandir la surface efficace pose alors des limites, car le bruit de fond augmentera aussi avec un agrandissement du volume de détection. La focalisation des rayons gamma présente la seule échappatoire à ce dilemme.

À partir des années 1990, le CESR s'est investi dans le développement d'une lentille permettant la focalisation des rayons gamma, basé sur la diffraction de Bragg des photons dans des cristaux mosaïques (Von Ballmoos & Smither 1994). Ce développement abouti par deux vols ballons stratosphériques en 2000 et 2001 de l'instrument CLAIRE qui permirent la première détection d'une source céleste (la nébuleuse du Crabe) grâce à une lentille gamma (Von Ballmoos et al. 2004). J'ai participé aux deux campagnes ballons, en m'attachant en particulier aux vérifications des pointages du télescope sur la cible¹³. Aujourd'hui, nous portons un intérêt principal au CESR à la spatialisation de la lentille, en menant des travaux de R&D qui ciblent à réaliser des modules de cristaux pour un futur satellite (Barrière et al. 2006).

Dans le cadre de la préparation du programme futur de l'Agence Spatiale Européenne pour l'horizon 2015-2025 (programme Cosmic Vision), j'ai réuni depuis 2005 un consortium international afin de définir le prédécesseur du satellite *INTEGRAL*. L'élément central de l'instrument consiste en une lentille gamma à large

¹³ Le champ de vue de la lentille CLAIRE fut environ 1 minute d'arc. L'axe de visé du télescope a dû alors être aligné sur la cible à cette précision, tandis que le ballon défila à une vitesse supérieure à 100 km/h, porté par les courants stratosphériques.

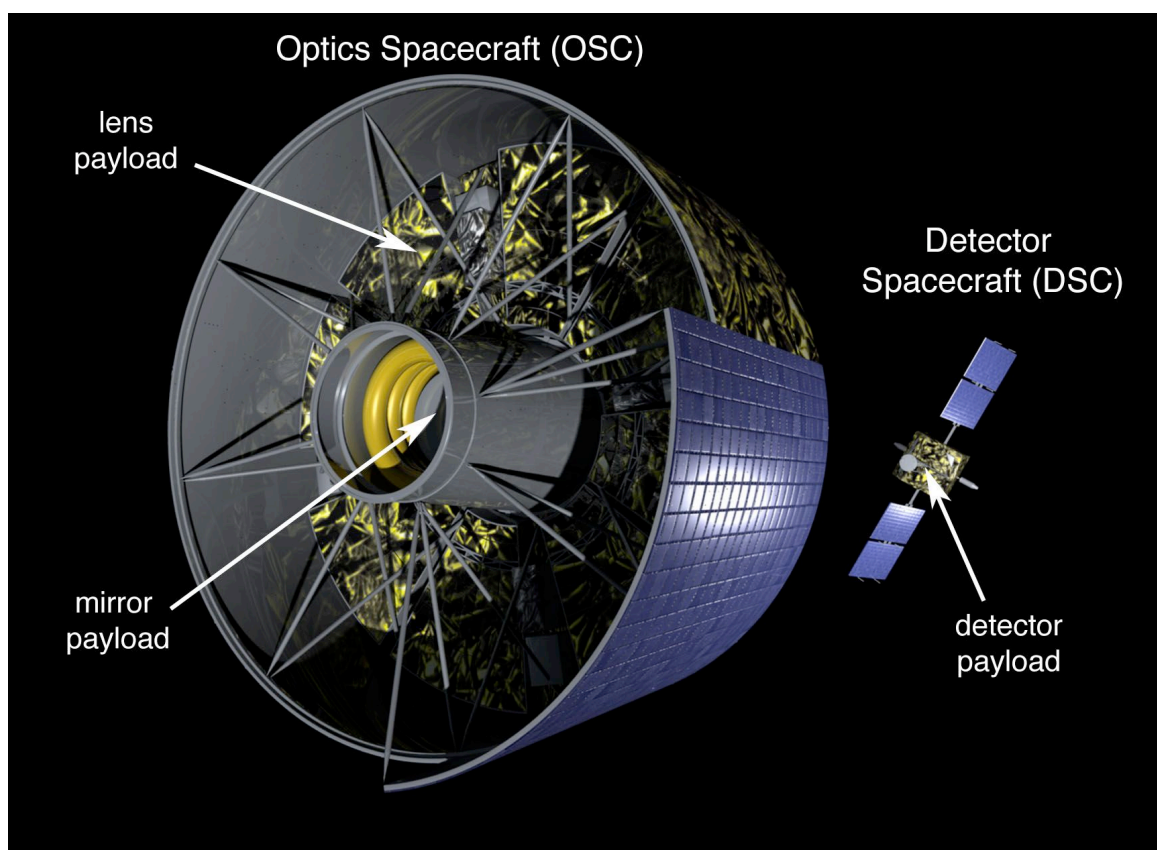


Fig. 11 : Vue d'artiste du télescope GRI. La focalisation des rayons gamma nécessite une longueur focale d'environ 100 m. Ainsi le télescope sera composé de deux satellite maintenu en formation. Le satellite optique, portant la lentille ainsi que le miroir multicouches est montré au premier plan. En arrière plan on aperçoit le satellite détecteur.

bande spectrale, complétée par un miroir multicouche pour les basses énergies. Ainsi, nous envisageons de couvrir la bande en énergie de 10 keV jusqu'à 1,3 MeV, apportant un gain en sensibilité d'environ un facteur 30 par rapport aux instruments existants. Avec un tel gain, l'observation des raies gamma dans des supernovae deviendra possible. En plus, les performances du télescope permettront des études détaillées des mécanismes d'accélération de particules dans des objets compacts, l'investigation de la magnétosphère des pulsars, ainsi que la caractérisation des spectres des noyaux actifs galactiques.

Grâce à notre travail, l'ESA a intégré le projet dans son livre blanc sur la prospective de l'exploration de l'espace. Nous avons ensuite oeuvré à développer un concept de mission avec l'aide de l'industrie, baptisé le *Gamma-Ray Imager (GRI)*. Je suis porteur principal (PI) de ce projet. Une proposition de mission a été soumise récemment au premier appel d'offre de l'ESA.

Même si notre proposition n'a pas été retenue pour le moment, je considère que la focalisation des rayons gamma est la seule voie à faire progresser l'exploration

du ciel gamma dans le domaine du MeV. Tandis qu'un télescope Compton de nouvelle génération pourrait aussi amener des performances supérieures à COMPTEL (Boggs 2007), il me semble difficile d'atteindre avec cette technologie le gain en sensibilité requis pour l'étude des supernovae. Ainsi, je vais m'employer ardemment dans le future de ma carrière scientifique à faire aboutir la réalisation d'un télescope spatial utilisant la focalisation des rayons gamma. Avec *GRI*, nous sommes en bonne voie, et j'espère ainsi pouvoir faire progresser l'exploration du ciel gamma dans le domaine des raies gamma nucléaires.

5 Bibliographie

- Albernhe, F., Leborgne J. F., Vedrenne, G., et al. 1981, *A&A*, **94**, 214
- Andersen, C. D. 1932, *Science*, **76**, 238
- Andersen, C. D. 1933, *Phys. Rev.*, **43**, 491
- Arnett, W. D. 1969, *ApJ*, **157**, 1369
- Arnett, W. D. 1977, *Ann. NY Acad. Sci.*, **302**, 90
- Arnett, W. D., et Wefel, J. P. 1978, *ApJ*, **224**, L139
- Arnold, J. R., Metzger, A. E., Andreson, E. C., et van Dilla, M. A. 1962, *JGR*, **67**, 4878
- Arnould, M., Nørgaard, H., Thielemann, F.-K., et Hillebrandt, W. 1980, *ApJ*, **237**, 931
- Bambi, C. 2007, in : *SciNeGHE07*, astro-ph/0707.0721
- Barrière, N., von Ballmoos, P., Bastié, P., et al. 2006, *SPIE*, **6266**, 70
- Blake, J. B., et Dearborn, D. S. P. 1989, *ApJ*, **338**, L17
- Benetti, S., Cappellaro, E., Mazzali, P. A., et al. 2005, *ApJ*, **623**, 1011
- Bennett, C. L., Smoot, G. F., Hinshaw, G., et al. 1992, *ApJ*, **396**, L7
- Birck, J. L., et Lugmair, G. W. 1988, *Earth Planet. Sci. Lett.*, **90**, 131
- Bird, A. J., Malizia, A., Bazzano, A., et al. 2007, *ApJS*, **170**, 175
- Bissantz, N., et Gerhard, O. E. 2002, *MNRAS*, **330**, 591
- Blackett, P. M. S., et Occhialini, G. P. S. 1933, *Proc. Roy. Soc.*, **A139**, 699
- Boehm, C., Hooper, D., Silk, J., Cassé, M., et Paul, J. 2004, *Phy. Rev. Lett.*, **92**, 101301
- Boggs, S. E. 2007, in : *The First GLAST Symposium*, AIPC, **921**, 208
- Bothe, W., et Kolhörster, W. 1929, *Zeitschrift für Physik*, **56**, 751
- Burbidge, G. R. 1956, *ApJ*, **124**, 416
- Burbidge, E. M., Burbidge, G. R., Fowler, W. A., et Hoyle, F. 1957, *Rev. Mod. Phys.*, **29**, 547
- Burger, J. J., Stephens, S. A., et Swanenburg, B. N. 1970, *Ap&SS*, **8**, 20
- Briggs, M. S., Gruber, D. E., Matteson, J. L., et Peterson, L. E. 1995, *ApJ*, **442**, 638
- Bykov, A. M., et Fleishman, G. D. 1992, *MNRAS*, **255**, 269
- Caldwell, J. A. R., et Ostriker, J. P. 1981, *ApJ*, **251**, 61
- Cameron, A. G. W., et Truran, J. W. 1977, *Icarus*, **30**, 447
- Carr, B. J. 1976, *ApJ*, **206**, 8
- Cassé, M., Cordier, B., Paul, J., et Schanne, S. 2004, *ApJ*, **602**, L17
- Chance, E. M., et Harris, J. 1979, *A&A*, **74**, 247

- Chen, W., Diehl, R., Gehrels, N., et al. 1997, in : *Proc. 2nd INTEGRAL Workshop*, eds. C. Winkler, T. J.-L. Courvoisier, & Ph. Durouchoux, *ESA-SP*, **382**, 105
- Cheng, A. F., et Ruderman, M. A. 1977, *ApJ*, **214**, 598
- Cheng, L. X., Leventhal, M., Smith, D. M. 1997, *ApJ*, **481**, L43
- Cheng, L. X., Leventhal, M., Smith, D. M. 1998, *ApJ*, **503**, 809
- Cheng, K. S., Chernyshov, D. O., et Dogiel, V. A. 2006, *ApJ*, **645**, 1138
- Cherry, M. L., Chupp, E. L., Dunphy, P. P., Forrest, D. J., et Ryan, J. M. 1980, *ApJ*, **242**, 1257
- Chupp, E. L., Forrest, D. J., Higbie, P. R., et al. 1973, *Nature*, **241**, 333
- Churazov, E., Sunyaev, R., Sazonov, S., Revnivtsev, M., et Varshalovich, D. 2005, *MNRAS*, **357**, 1377
- Clark, G. W., Garmire, G. P., et Kraushaar, W. L. 1968, *ApJ*, **153**, L203
- Clayton, D. D., et Craddock, W. L. 1965, *ApJ*, **142**, 189
- Clayton, D. D., Colgate, S. A., Fishman, G. J. 1969, *ApJ*, **155**, 75
- Clayton, D. D. 1971, *Nature*, **234**, 291
- Clayton, D. D. 1973, *Nature*, **244**, 137
- Clayton, D. D., et Hoyle, F. 1974, *ApJ*, **187**, L101
- Clayton, D. D., et Hoyle, F. 1976, *ApJ*, **203**, 490
- Clayton, D. D. 1984, *ApJ*, **280**, 144
- Colgate, S. A. 1970, *Ap&SS*, **8**, 457
- Cordier, B., Attié, D., Cassé, M., et al. 2004, in : *Proc. 5th INTEGRAL Workshop*, eds. V. Schönfelder, G. Lichti, & C. Winkler, *ESA-SP*, **552**, 581
- Cui, W. 2006, in : *Proc. of the Vulcano Workshop 2006 « Frontier Objects in Astrophysics and Particle Physics »*, eds. F. Giovanelli & G. Mannocchi, sous presse (astro-ph/0608042)
- Dearborn, D. S. P., et Blake, J. B. 1984, *ApJ*, **227**, 783
- Del Rio, E., Bennett, K., Bloemen, H., et al. 1996, *A&A*, **315**, 237
- De Shong, J. A., Hildebrand, R. H., et Meyer, P. 1964, *Phys. Rev. Lett.*, **12**, 3
- Diehl, R., Bennett, K., Bloemen, H., et al. 1993a, *A&AS*, **97**, 181
- Diehl, R., et al. 1993b, in : *API Conf. Proc.*, **280**, 40
- Diehl, R., Dupraz, C., Bennett, K., et al. 1994, *ApJS*, **92**, 429
- Diehl, R., Dupraz, C., Bennett, K., et al. 1995, *A&A*, **298**, 445
- Diehl, R., Wessolowski, U., Oberlack, U., et al. 1997, *AIPC*, **410**, 1109
- Diehl, R. 2002, *New Astronomy Reviews*, **46**, 547
- Diehl, R., Knödlseider, J., Lichti, G. G., et al. 2003, *A&A*, **411**, L451

- Diehl, R., Halloin, H., Kretschmer, K., et al. 2006a, *Nature*, **439**, 45
- Diehl, R., Halloin, H., Kretschmer, K., et al. 2006b, *A&A*, **449**, 1025
- Dirac, P. A. M. 1928a, *Proc. Roy. Soc.*, **A117**, 610
- Dirac, P. A. M. 1928b, *Proc. Roy. Soc.*, **A118**, 351
- Dirac, P. A. M. 1930, *Proc. Roy. Soc.*, **A126**, 360
- Dirac, P. A. M. 1931, *Proc. Roy. Soc.*, **A133**, 60
- Dunphy, P. P., Chupp, E. L., et Forrest, D. J. 1983, in : *Positron-electron pairs in astrophysics*, *AIPC*, **101**, 237
- Ellison, D. C., Drury, L. O'C., et Meyer, J.-P. 1997, *ApJ*, **487**, 197
- Fazio, G. G. 1967, *ARA&A*, **5**, 481
- Fazio, G. G., Helmken, H. F., O'Mongain, E., et Weekes, T. C. 1972, *ApJ*, **175**, L117
- Feenberg, E., and Primakoff, H. 1948, *Physical Review*, **73**, 1
- Fermi, E. 1949, *Physical Review*, **75**, 1169
- Fichtel, C. E., Hartman, R. C., Kniffen, D. A., et al. 1975, *ApJ*, **198**, 163
- Finkbeiner, D. P., et Weiner, N., astro-ph/0702587
- Fisher, R.A. 1922, *Phil. Trans. Royal Soc. Ser. A.*, **222**, 323
- Fishman, G. J., Harnden, F. R., et Haymes, R. C. 1969a, *ApJ*, **156**, 107
- Fishman, G. J., Harnden, F. R., Johnson, W. N., et Haymes, R. C. 1969b, *ApJ*, **158**, L61
- Fishman, G. J., et Clayton, D. D. 1972, *ApJ*, **178**, 337
- Freudenreich, H. T. 1998, *ApJ*, **492**, 495
- Galama, T. J., Vreeswijk, P. M., van Paradijs, et al. 1998, *Nature*, **395**, 670
- Gardner, B. M., Forrest, D. J., Dunphy, P. P., et Chupp, E. L. 1982, in : *The galactic center*, *AIPC*, **A83**, p. 144
- Gehrels, N., Barthelmy, S. D., Teegarden, B. J., et al. 1991, *ApJ*, **375**, L13
- Gehrels, N., et Chen, W. 1996, *A&AS*, **120C**, 331
- Guessoum, N., Ramaty, R., et Lingenfelter, R. E. 1991, *ApJ*, **378**, 170
- Guessoum, N., Jean, P., Knödlseider, J., et al. 2004, in : *Proc. 5th INTEGRAL Workshop*, eds. V. Schönfelder, G. Lichti & C. Winkler, *ESA-SP*, **552**, 57
- Guessoum, N., Jean, P., et Gillard, W. 2005, *A&A*, **436**, 171
- Guessoum, N., Jean, P., et Prantzos, N. 2006, *A&A*, **457**, 753
- Guthrie, P., et Tademaru, E. 1973, *Nature Phys. Sci.*, **241**, 77
- Gilfanov, M., Churazov, E., Sunyaev, R., et al. 1994, *ApJS*, **92**, 411
- Ginzburg, V. L. 1956, *Nuovo Cim. Suppl.*, **3**, 38
- Grindlay, J. E. 1971, *Natur Physical Science*, **234**, 153
- Girndlay, J. E. 1972, *ApJ*, **174**, L9

- Harris, M. J., Share, G. H., Leising, M. D., Kinzer, R. L., et Messina, D. C. 1990, *ApJ*, **362**, 135
- Harris, M. J., Share, G. H. et Leising, M. D. 1994a, *ApJ*, **433**, 87
- Harris, M. J., Share, G. H. et Leising, M. D. 1994b, *ApJ*, **420**, 649
- Harris, M. J., Purcell, W. R., McNaron-Brown, K., et al. 1997, *AIPC*, **410**, 1079
- Harris, M. J., Teegarden, B. J., Cline, T. L., et al. 1998, *ApJ*, **501**, L55
- Harris, M. J., Knödlseider, J., Jean, P., et al. 2005, *A&A*, **433**, L49
- Hayakawa, S. 1952, *Prog. Theor. Phys.*, **8**, 571
- Haymes, R. C., Ellis, D. V., Fishman, G. J., Kurfess, J. D., et Tucker, W. H. 1968, *ApJ*, **151**, L9
- Haymes, R. C., Ellis, D. V., Fishman, G. J., Glenn, S. W., et Kurfess, J. D. 1968, *ApJ*, **151**, L125
- Haymes, R. C., Walraven, G. D., Meegan, C. A., et al. 1975, *ApJ*, **201**, 593
- Hess, V. F. 1911, *Physik. Zeit.*, **12**, 998
- Hess, V. F. 1912, *Physik. Zeit.*, **13**, 1084
- Hillier, R. R., Jackson, W. R., Murray, A. 1970, *ApJ*, **162**, L177
- Hillebrandt, W., Thielemann, F.-K., Langer, N. 1987, *ApJ*, **321**, 761
- Hjorth, J., Sollerman, J., Møller, P., et al. 2003, *Nature*, **423**, 849
- Hooper, D., et Wang, Lian-Tao 2004a, *Phys. Rev. D*, **70**, 063506
- Hooper, D., Ferrer, F., Boehm, C., et al. 2004b, *Phys. Rev. Lett.*, **93**, 1302
- Hutchinson, G. W. 1952, *Philos. Mag.*, **43**, 847
- Jansky, K. G. 1933, *Nature*, **132**, 66
- Jean, P., Knödlseider, J., Lonjou, V., et al. 2003, *A&A*, **407**, L55
- Jean, P., von Ballmoos, P., Knödlseider, J., et al. 2004, in : *Proc. 5th INTEGRAL Workshop*, eds. V. Schönfelder, G. Lichti & C. Winkler, *ESA-SP*, **552**, 51
- Jean, P., Knödlseider, J., Gillard, W., et al. 2006, *A&A*, **445**, 579
- Johnson, W. N., Harnden, F. R., et Haymes, R. C. 1972, *ApJ*, **172**, L1
- Johnson, W. N., et Haymes, R. C. 1973, *ApJ*, **184**, 103
- Joliot, F., et Curie, I. 1934, *C. R. Acad. Sci. Paris*, **198**, 254
- Jung, G. V., Kurfess, D. J., Johnson, W. N., et al. 1995, *A&A*, **295**, L23
- Kasuya, S., et Takahashi, F. 2005, *Phys. Rev. D*, **72**, 085015
- Kiepenheuer, K. O. 1950, *Physical Review*, **79**, 738
- Kinzer, R. L., Purcell, W. R., Johnson, W. N., et al. 1996, *A&AS*, **120C**, 317
- Kinzer, R. L., Milne, P. A., Kurfess, J. D., et al. 2001, *ApJ*, **559**, 282
- Klebesadel, R. W., Strong, I. B., et Olson, R. A. 1973, *ApJ*, **182**, L85

- Klemperer, O. 1934, *Proc. Camb. Phil. Soc.*, **30**, 347
- Kniffen, D. A., Hartman, R. C., Thompson, D. J., et al. 1974, *Nature*, **251**, 397
- Knödlseeder, J. 1994, *Diplomarbeit*, Technische Universität München
- Knödlseeder, J., von Ballmoos, P., Diehl, R., et al. 1996a, *SPIE*, **2806**, 386
- Knödlseeder, J., Bennett, K., Bloemen, H., et al. 1996b, *A&AS*, **120C**, 327
- Knödlseeder, J., Prantzos, N., Bennett, K., et al. 1996c, *A&AS*, **120C**, 335
- Knödlseeder, J. 1997, *The Origin of 26Al in the Galaxy*, Thèse soutenu à l'Université Paul Sabatier
- Knödlseeder, J. 1999, *ApJ*, **510**, 915
- Knödlseeder, J., Bennett, K., Bloemen, H., et al. 1999b, *A&A*, **344**, 68
- Knödlseeder, J., Dixon, D., Bennett, K., et al. 1999a, *A&A*, **345**, 813
- Knödlseeder, J. 2000, *A&A*, **360**, 539
- Knödlseeder, J., et Vedrenne, G. 2001, in : *Proc. 4th INTEGRAL Workshop*, eds. A. Giminez, V. Reglero & C. Winkler, *ESA SP*, **459**, 23
- Knödlseeder, J., Lonjou, V., Jean, P., et al. 2003, *A&A*, **411**, 457
- Knödlseeder, J., Valsesia, M., Allain, M., et al. 2004a, in : *Proc. 5th INTEGRAL Workshop*, eds. V. Schönfelder, G. Lichti, & C. Winkler, *ESA-SP*, **552**, 33
- Knödlseeder, J. 2004, in : *Proc. 5th INTEGRAL Workshop*, eds. V. Schönfelder, G. Lichti, & C. Winkler, *ESA-SP*, **552**, 867
- Knödlseeder, J., Jean, P., Lonjou, V., et al. 2005, *A&A*, **441**, 513
- Knödlseeder, J., Weidenspointner, G., Jean, P., et al. 2006, in : *Proc. 6th INTEGRAL Workshop*, sous presse
- Knödlseeder, J., Cerviño, M., Le Duigou, J.-M., et al. 2002, *A&A*, **390**, 945
- Kohman, T. P., et Robinson, M. S. 1980, in : *Proc. Lunar Plan. Sci. Conf. XI*, 564
- Kolhörster, W. 1913, *Physik. Zeit.*, **14**, 1153
- Kolhörster, W. 1914, *Physik. Ges.*, **July 30**
- Kozlovsky, B., et Ramaty, R. 1974, *ApJ*, **191**, L43
- Kraushaar, W. L., et Clark, G. W. 1962, *Phys. Rev. Lett.*, **8**, 106
- Kraushaar, W. L., Clark, G. W., Garmire, G. P., et al. 1972, *ApJ*, **177**, 341
- Kretschmer, K., Diehl, R., et Hartmann, D. H. 2003, *A&A*, **412**, 47
- Kurfess, J. D., Johnson, W. N., Kinzer, R. L., et al. 1992, *ApJ*, **399**, 137
- Kutschera, W., Billquist, P. J., Frekers, D., et al. 1984, *NIM B*, **5**, 430
- Lavigne, J. M., Mandrou, P., Niel, M. et al. 1986, *ApJ*, **308**, 370
- Lebrun, F., Bennett, K., Bignami, G. F., et al. 1983, *ApJ*, **274**, 231
- Lee, T., Papanastassiou, D. A., et Wasserburg, G. J. 1977, *ApJ*, **211**, L107

- Leising, M. D., et Share, G. H. 1990, *ApJ*, **357**, 638
- Leising, M. D., et Share, G. H. 1994, *ApJ*, **424**, 200
- Leventhal, M. 1973, *ApJ*, **183**, L147
- Leventhal, M., MacCallum, C. J., et Stang, P. D. 1978, *ApJ*, **225**, 11
- Leventhal, M., MacCallum, C. J., Hutters, A. F., et Stang, P. D. 1980, *ApJ*, **240**, 338
- Leventhal, M., MacCallum, C. J., Hutters, A. F., et Stang, P. D. 1982, *ApJ*, **260**, L1
- Leventhal, M., MacCallum, C. J., Hutters, A. F., et Stang, P. D. 1986, *ApJ*, **302**, 459
- Leventhal, M., MacCallum, C. J., Barthelmy, S. D., Gehrels, N., et al. 1989, *Nature*, **339**, 36
- Leventhal, M., Barthelmy, S. D., Gehrels, N., et al. 1993, *ApJ*, **405**, L25
- Limongi, M., et Chieffi, A. 2006, *ApJ*, **647**, 483
- Lingenfelter, R. E., Higdon, J. C., et Ramaty, R. 1978, in : *Gamma-ray Spectroscopie in Astrophysics*, eds. T. L. Cline et R. Ramaty, NASA TM, **79619**, 252
- Lingenfelter, R. E., Ramaty, R., et Leiter, D. 1981, in : *17th International Cosmic Ray Conference*, **1**, 112
- Lingenfelter, R. E., et Ramaty, R. 1989, *ApJ*, **343**, 686
- Livio, M., et Riess, A. G. 2003, *ApJ*, **594**, L93
- Lonjou, V., Weidenspointner, G., Knödseder, J., et al. 2004, in : *Proc. 5th INTEGRAL Workshop*, eds. V. Schönfelder, G. Lichti & C. Winkler, ESA-SP, **552**, 129
- MacCallum, C. J., Hutters, A. F., Stang, P. D., et Leventhal, M. 1987, *ApJ*, **317**, 877
- Mahoney, W. A., Ling, J. C., Jacobson, A. S., et Lingenfelter, R. E. 1982, *ApJ*, **262**, 742
- Mahoney, W. A., Ling, J. C., Wheaton, W. A., et Jacobson, A. S. 1984, *ApJ*, **286**, 578
- Mahoney, W. A., Varnell, L. S., Jacobson, J. C., et al. 1988, *ApJ*, **334**, L81
- Mahoney, W. A., Ling, J. C., et Wheaton, W. A. 1994, *ApJS*, **92**, 387
- Mandrour, P., Bui-Van, A., Vedrenne, G., et Niel, M. 1980, *ApJ*, **237**, 424
- Matz, S. M., Share, G. H., Leising, M. D., et al. 1988, *Nature*, **331**, 416
- Mayer-Hasselwander, H. A., Bennett, K., Bignami, G. F. 1982, *A&A*, **105**, 164
- Mayer-Hasselwander, H. A., et Simpson, G. 1990, *Advances in Space Research*, **10**, 89
- Mezger, A. E., Anderson, E. C., von Dilla, M. A., et Arnold, J.R. 1964, *Nature*, **204**, 766
- Millikan, R. A. 1926, *PNAS*, **12**, 48
- Milne, P. A., et al. 1998, *Astro. Lett. & Comm.*, **38**, 441
- Milne, P. A., Kurfess, J. D., Kinzer, R. L., Leising, M. D., et Dixon, D. D. 2000, *AIPC*, **587**, 11
- Milne, P. A., Kurfess, J. D., Kinzer, R. L., Leising, M. D., et Dixon, D. D. 2001a, in : *Proc. of the 4th INTEGRAL workshop*, ESA-SP, **459**, 145

- Milne, P. A., Kurfess, J. D., Kinzer, R. L., et Leising, M. D. 2001b, *Proceedings of the Gamma 2001 Symposium, AIPC*, **587**, 11
- Milne, P. A., Kurfess, J. D., Kinzer, R. L., et Leising, M. D. 2002, *New Astronomy Reviews*, **46**, 553
- Milne, P. A. 2004, *New Astronomy Reviews*, **48**, 93
- Morris, D. J., Bennett, K., Bloemen, H., et al. 1997, in : 4th Compton Symposium on Gamma-Ray Astronomy & Astrophysics, eds. C. Dermer, J. Kurfess, and M. Strickmann, AIPC, **410**, New York, 1084
- Morrison, P. 1958, *Il Nuovo Cimento*, **7**, 858
- Naya, J. E., et al. 1996, *Nature*, **384**, 44
- Naya, J. E., Barthelmy, S. D., Bartlett, L. M., et al. 1998, *ApJ*, **499**, L169
- Nørgaard, H. 1980, *ApJ*, **236**, 895
- Oberlack, U., Diehl, R., Montmerle, T., Prantzos, N., et von Ballmoos, P. 1994, *ApJS*, **92**, 433
- Oberlack, U., Bennett, K., Bloemen, H., et al. 1996, *A&AS*, **120C**, 311
- Oberlack, U. 1997, *Thèse de Doctorat*, Technische Universität München
- Okeke, P. N. 1980, *Ap&SS*, **71**, 371
- O'Neill, T. Dayton, B., Long, J. et al. 1983, in : 18th Proc. Internat. Cosmic-Ray Conf. (Bangalore), **9**, 45
- Ore, A., et Powell, J. L. 1949, *Phys. Rev.*, **75**, 1696
- Paciesas, W. S., Cline, T. L., Teegarden, B. J., et al. 1982, *ApJ*, **260**, L7
- Palacios, A., Meynet, G., Vuissoz, C., et al. 2005, *A&A*, **429**, 613
- Peterson, L. E., et Winckler, J. R. 1959, *Phys. Rev. Lett.*, **1**, 205
- Plüschke, S., Diehl, R., Schönfelder, V., et al. 2001, in : Proc. 4th INTEGRAL workshop, ESA-SP, **459**, 55
- Pospelov, M., et Ritz, A. 2007, *Phys. Lett. B.*, **651**, 208
- Prantzos, N., et Cassé, M. 1986, *ApJ*, **307**, 324
- Prantzos, N., Arnould, M., et Arcoragi, J.-P. 1987, *ApJ*, **315**, 209
- Prantzos, N. 1989, *A&A*, **223**, 136
- Prantzos, N. 1991, in : Gamma-ray line astrophysics, AIP **232**, 129
- Prantzos, N. 2004a, *A&A*, **420**, 1033
- Prantzos, N. 2004b, in : Proc. 5th INTEGRAL Workshop, eds. V. Schönfelder, G. Lichti, & C. Winkler, ESA SP-552, 15
- Prantzos, N. 2006, *A&A*, **449**, 869

- Purcell, W. R., Grabelsky, D. A., Ulmer, M. P., et al. 1994, in : *Proc. 2nd Compton Symposium*, eds. C. Fichtel, N. Gehrels, & J. Norris, *AIPC*, **304**, 403
- Purcell, W. R., Cheng, L.-X., Dixon, D. D., et al. 1997, *ApJ*, **491**, 725
- Ramaty, R., Stecker, F. W., et Misra, D. 1970, *JGR*, **75**, 1141
- Ramaty, R., Börner, G., et Cohen, J. M. 1973, *ApJ*, **181**, 891
- Ramaty, R., et Lingenfelter, R. E. 1977, *ApJ*, **213**, 5
- Ramaty, R., et Lingenfelter, R. E. 1981, *Phil. Trans. R. Soc. Lond.*, **A301**, 671
- Reber, G. 1944, *ApJ*, **100**, 279
- Reddish, V. C., Lawrence, L. C. et Pratt, N. M. 1966, *Publs. R. Obs. Edinburgh*, **5**, 111
- Reimer, O. 2005, *AIPC*, **745**, 184
- Rester, A. C., Coldwell, R. L., Dunnam, F. E., et al. 1989, *ApJ*, **342**, L71
- Riegler, G. R., Ling, J. C., Mahoney, W. A., et al. 1981, *ApJ*, **248**, 13
- Riess, A. G., Filippenko, A. V., Challis, P., et al. 1998, *AJ*, **116**, 1009
- Robin, A. C., Reylé, C., Derrière, S., et Picaud, S. 2003, *A&A*, **409**, 523
- Röpke, F. K., Hillebrandt, W., et Blinnikov, S. I. 2006, in : *Proc. of the EPS-13 Conference « Beyond Einstein - Physics for the 21st Century »*, *ESA-SP*, **637**, p. 16
- Roy, J.-C., et Kohman, T. P. 1957, *Canadian J. Phys.*, **35**, 649
- Schönfelder, V., Aarts, H., Bennett, K., et al. 1993, *ApJS*, **86**, 657
- Schramm, D. N. 1971, *Ap&SS*, **13**, 249
- Share, G. H., Kinzer, R. L., Kurfess, J. D., Forrest, D. J., et Chupp, E. L. 1985, *ApJ*, **292**, L61
- Share, G. H., Kinzer, R. L., Kurfess, J. D., et al. 1988, *ApJ*, **326**, 717
- Share, G. H., Leising, M. D., Messina, D. C., et Purcell, W. R. 1990, *ApJ*, **358**, L45
- Simonton, J. R., Rightmire, R. A., Long, A. L., et Kohman, T. P. 1954, *Phys. Rev.*, **96**, 1711
- Smith, D. M., Lin, R. P., Feffer, P., et al. 1993, *ApJ*, **414**, 165
- Smith, D. M., Leventhal, M., Cavallo, R., et al. 1996a, *ApJ*, **458**, 576
- Smith, D. M., Leventhal, M., Cavallo, R., et al. 1996b, *ApJ*, **471**, 783
- Smith, D. M. 2003, *ApJ*, **589**, L55
- Smith, D. M. 2004a, *New Astronomy Reviews*, **48**, 87
- Smith, D. M. 2004b, in : *Proc. 5th INTEGRAL Workshop*, *ESA-SP*, **552**, 45
- Smith, D. M. 2006, *New Astronomy Reviews*, **50**, 534
- Stecker, F. W. 1969, *Ap&SS*, **3**, 579
- Sturmer, S. J., et Naya, J. E. 1999, *ApJ*, **526**, 200
- Sturrock, P. A. 1971, *ApJ*, **164**, 529

- Swanenburg, B. N., Hermsen, W., Bennett, K., et al. 1978, *Nature*, **275**, 298
- Swanenburg, B. N., Bennett, K., Bignami, G. F., et al. 1981, *ApJ*, **243**, L69
- Tachibana, S., et Huss, G. R. 2003, *ApJ*, **588**, L41
- Teegarden, B. J., Barthelmy, S. D., Gehrels, N., et al. 1989, *Nature*, **339**, 122
- Teegarden, B. J., Barthelmy, S. D., Gehrels, N., et al. 1991, *ApJ*, **375**, L9
- Timmes, F., Woosley, S., Hartmann, D., et al. 1995, *ApJ*, **449**, 204
- Totani, T. 2006, *PASJ*, **58**, 965
- Tueller, J., Barthelmy, S., Gehrels, N., et al. 1990, *ApJ*, **351**, L41
- Urey, H. C. 1955, *PNAS*, **41**, 127
- Varendorff, M., et Schönfelder, V. 1992, *ApJ*, **395**, 158
- Vedrenne, G., Roques, J.-P., Schönfelder, V., et al. 2003, *A&A*, **411**, 63
- Verma, S. D. 1969, *ApJ*, **156**, L79
- von Ballmoos, P., Diehl, R., et Schönfelder, V. 1987, *ApJ*, **318**, 654
- von Ballmoos, P. 1991, *ApJ*, **380**, 98
- von Ballmoos, P., et Smither, R. K. 1994, *ApJS*, **92**, 663
- von Ballmoos, P., Guessoum, N., Jean, P., et Knödlseider, J. 2003, *A&A*, **397**, 635
- von Ballmoos, P., Halloin, H., Evrard, J., et al. 2004, *New Astronomy Reviews*, **48**, 243
- Wang, W., Harris, M. J., Diehl, R., et al. 2007, *A&A*, **469**, 1005
- Weekes, T. C. 1988, *Phys. Rep.*, **160**, 1
- Weekes, T. C., Cawley, M. F., Fegan, D. J., et al. 1989, *ApJ*, **342**, 379
- Weidenspointner, G., Shrader, C. R., Knödlseider, J., et al. 2006, *A&A*, **450**, 1013
- Weidenspointner, G., Skinner, G., Jean, P., et al. 2007, *Nature*, sous presse
- Woosley, S. E., et Weaver, T. A. 1980, *ApJ*, **238**, 1017
- Woosley, S. E. 1997, *ApJ*, **476**, 801